

**PUBLICATIONS**  
**OF**  
**DEBRECEN**  
**HELIO PHYSICAL OBSERVATORY**  
**OF THE**  
**HUNGARIAN ACADEMY OF SCIENCES**

ПУБЛИКАЦИИ  
ДЕБРЕЦЕНСКОЙ  
ГЕЛИОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ  
ВЕНГЕРСКОЙ АКАДЕМИИ НАУК

A MAGYAR TUDOMÁNYOS AKADÉMIA  
DEBRECENI  
NAPFIZIKAI OBSZERVATÓRIUMÁNAK  
KÖZLEMÉNYEI

VOLUME 3

Intercosmos Symposium on Solar Physics  
Debrecen, Hungary  
1977





PUBLICATIONS  
OF  
DEBRECEN  
HELIOPHYSICAL OBSERVATORY  
OF THE  
HUNGARIAN ACADEMY OF SCIENCES

ПУБЛИКАЦИИ  
ДЕБРЕЦЕНСКОЙ  
ГЕЛИОФИЗИЧЕСКОЙ ОБСЕРВАТОРИИ  
ВЕНГЕРСКОЙ АКАДЕМИИ НАУК

A MAGYAR TUDOMÁNYOS AKADEMIA  
DEBRECENI  
NAPFIZIKAI OBSZERVATORIUMÁNAK  
KÖZLEMÉNYEI

VOLUME 3

Труды  
Симпозиума Интеркосмос по Физике Солнца  
Дебрецен, Венгрия,  
Август 1977 г.

Proceedings of the  
Intercosmos Symposium on Solar Physics  
held in Debrecen, Hungary,  
August 1977

EDITOR: LORÁNT DEZSŐ  
DIRECTOR, HELIOPHYSICAL OBSERVATORY OF  
THE HUNGARIAN ACADEMY OF SCIENCES  
H-4010 D E B R E C E N  
HUNGARY

Editorial acknowledgements

Thanks are due to Gizella Bagdács, B. Kálmán,  
Ágnes Kovács and A. Ludmány for invaluable  
editorial assistance in preparation of this  
volume.

# CONTENTS

## СОДЕРЖАНИЕ

NUMBER №	PAGE Стр.
<i>Preface - Предисловие</i>	8
<i>List of Participants - Список участников</i>	10
1 И.А.ЖИТНИК, А.М.УРНОВ:	13
<i>ИССЛЕДОВАНИЕ ФИЗИЧЕСКИХ ПРОЦЕССОВ В КОРОНАЛЬНОЙ ПЛАЗМЕ ПО ЕЕ РЕНТГЕНОВСКИМ СПЕКТРАМ</i>	
I.A. ZHITNIK, A.M. URNOV:	
<i>STUDIES OF PHYSICAL PROCESSES IN THE CORONAL PLASMA ON THE BASE OF ITS X-RAY SPECTRA</i>	
И.П. ТИНДО, Б.В.СОМОВ:	31
<i>ПОЛЯРИМЕТРИЯ РЕНТГЕНОВСКОГО ИЗЛУЧЕНИЯ СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШЕК</i>	
I.P. TINDO, B.V. SOMOV:	
<i>POLARIMETRY OF SOLAR FLARE X-RAYS</i>	
Е.ЯКИМЕЦ, И.А.ЖИТНИК, В.В.КОРНЕЕВ, В.В.КРУТОВ, Б.СИЛЬВЕСТЕР, Я.СИЛЬВЕСТЕР:	57
<i>АНАЛИЗ ПОВЕДЕНИЯ РЕЗОНАНСНОЙ ЛИНИИ Mg XII В СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШКАХ, ПО СПУТНИКА ИНТЕРКОСМОС-7</i>	
J. JAKIMIEC, I.A. ZHITNIK, V.V. KORNEEV, V.V. KRUTOV, B. SYLWESTER, J. SYLWESTER:	
<i>ANALYSIS OF BEHAVIOUR OF THE Mg XII RESONANCE LINE IN SOLAR FLARES, FROM INTERCOSMOS-7 SATELLITE OBSERVATIONS</i>	

- (1) Б.СИЛЬВЕСТЕР, И.А.ЖИТНИК, В.В.КОРНЕЕВ, В.В.КРУТОВ,  
Я.СИЛЬВЕСТЕР, Е.ЯКИМЕЦ:

65

*ВРЕМЕННЫЕ ИЗМЕНЕНИЯ ВЫСОКОТЕМПЕРАТУРНОЙ ПЛАЗМЫ В  
СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШКАХ*

B.SYLWESTER, I.A.ZHITNIK, V.V.KORNEEV,  
V.V.KRUTOV, J.SYLWESTER, J.JAKIMIEC:

*TIME VARIATIONS OF HIGH-TEMPERATURE PLASMA IN  
SOLAR FLARES*

Я.СИЛЬВЕСТЕР, Б.СИЛЬВЕСТЕР:

75

*ОБСУЖДЕНИЕ МЕТОДОВ ОПРЕДЕЛЕНИЯ МОДЕЛЕЙ ТЕМПЕРАТУРНОГО  
РАСПРЕДЕЛЕНИЯ КОРОНАЛЬНОЙ ПЛАЗМЫ ПОЛУЧАЕМЫХ ПО  
РЕНТГЕНОВСКИМ СПЕКТРАМ*

J.SYLWESTER, B.SYLWESTER:

*DISCUSSION OF THE METHODS OF DETERMINING THE  
TEMPERATURE MODELS OF CORONAL ACTIVE REGIONS  
FROM THE X-RAY SPECTRA*

- 2 А.ЛУДМАНЬ:

83

*РОЖДЕНИЕ И ПЕРВОНАЧАЛЬНОЕ РАЗВИТИЕ БОЛЬШОЙ ГРУППЫ  
СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН АВГУСТА 1972 ГОДА*

A.LUDMÁNY:

*THE BIRTH AND INITIAL STAGE OF THE LARGE SUNSPOT  
GROUP OF AUGUST 1972*

L.GESZTELYI:

93

*UMBRALE PROPER MOTIONS IN THE LARGE SUNSPOT GROUP OF  
THE GREAT FLARE ACTIVITY OF AUGUST 1972*

Л.ГЕСТЕИ:

*СОБСТВЕННЫЕ ДВИЖЕНИЯ ЯДЕР ПЯТЕН В БОЛЬШОЙ ГРУППЕ  
СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН АВГУСТА 1972 ГОДА С ВЫСОКОЙ  
ВСПЫШЕЧНОЙ АКТИВНОСТЬЮ*

NUMBER  
№

PAGE  
Стр.

(2) В.БУМБА, Л.ХЕЙНА:

111

*ОТДЕЛЬНЫЕ ФАЗЫ РАЗВИТИЯ АВГУСТОВСКОЙ ПРОТОННОЙ ОБЛАСТИ 1972 г.*

V.BUMBA, L.HEJNA:

*INDIVIDUAL PHASES IN THE AUGUST 1972 PROTON-FLARE  
REGION DEVELOPMENT*

Н.ЗЕЕХАФЕР, Ю.ШТАУДЕ:

137

*ЭКСТРАПОЛЯЦИЯ БЕССИЛОВОГО МАГНИТНОГО ПОЛЯ КОМПЛЕКСНОЙ  
ГРУППЫ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН АВГУСТА 1972 г.*

N.SEEHAFFER, J.STAUDE:

*FORCE-FREE MAGNETIC FIELD EXTRAPOLATION FOR THE  
COMPLEX SUNSPOT GROUP OF AUGUST 1972*

А.КРЮГЕР, Г.АУРАСС, Й.КЛИМЕШЬ, Л.КРЖИВСКИЙ:

149

*КОМПЛЕКСНЫЙ АНАЛИЗ ЛИМБОВЫХ ЯВЛЕНИЙ СОЛНЦА 11-ОГО  
АВГУСТА 1972 г.*

A.KRÜGER, H.AURASS, J.KLIMEŠ, L.KŘIVSKÝ:

*COMPLEX ANALYSIS OF THE SOLAR LIMB EVENT OF  
11TH AUGUST 1972*

3 В.БУМБА, Л.ХЕЙНА, ЛЕ БАХ ЕН:

161

*ОСНОВНЫЕ ЗНАКИ РАЗВИТИЯ МАГНИТНОГО ПОЛЯ ЗАРОДИВШЕГО  
ИЮЛЬСКУЮ ПРОТОННУЮ ОБЛАСТЬ 1974 г.*

V.BUMBA, L.HEJNA, LE BACH YEN:

*THE MAIN CHARACTERISTICS OF MAGNETIC FIELD  
DEVELOPMENT RESPONSIBLE FOR THE FORMATION OF  
THE JULY 1974 PROTON-FLARE REGION*

- (3) ЛЕ БАХ ИЕН, Л.КРЖИВСКИЙ, А.КРЮГЕР, П.МАЦАК,  
Т.ТЛАМИХА:

189

КОМПЛЕКСНАЯ ОБРАБОТКА ПРОТОННОЙ ВСПЫШКИ ОТ 3-ЕГО  
ИЮЛЯ 1974 г.

LE BACH YEN, L.KŘIVSKÝ, A.KRÜGER,  
P.MACAK, T.TLAMICHA:

COMPLEX INVESTIGATION OF THE PROTON FLARE  
ON THE 3-RD JULY, 1974

Ā.KOVÁCS:

207

THE DEVELOPMENT OF THE SUNSPOT GROUP ASSOCIATED WITH  
THE WHITE LIGHT FLARE OF JULY 1974

А.КОВАЧ:

РАЗВИТИЕ ГРУППЫ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН, СВЯЗАННОЙ  
СО ВСПЫШКОЙ В БЕЛОМ СВЕТЕ ИЮЛЯ 1974 г.

I.GUMAN:

233

EQUIDENSITOMETRIC PICTURES OF THE WHITE LIGHT FLARE  
REGION OF JULY 4, 1974

И.ГУМАН:

ЭКВИДЕНЗИТОМЕТРИЧЕСКИЕ КАРТИНЫ ОБЛАСТИ БЕЛОЙ  
ВСПЫШКИ 4-ОГО ИЮЛЯ 1974 г.

- 4 К.ПФЛУГ:

239

НАБЛЮДЕНИЯ РАЗВИТИЯ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В СОЛНЕЧНЫХ АКТИВНЫХ  
ОБЛАСТЯХ В РАМКАХ ЦЕПИ МАГНИТОГРАФОВ КАП

K.PFLUG:

OBSERVATIONS OF MAGNETIC FIELD DEVELOPMENT IN SOLAR  
ACTIVE REGIONS WITHIN THE FRAME OF THE KAPG CHAIN OF  
MAGNETOGRAPHS



NUMBER №	PAGE Стр.
(4) Г.ЗОННЕМАНН, Р.КНУТ, Д.ФЕЛЬСКЕ, Л.МАРТИНИ, Б.ШТАРК: <i>АЭРОНОМИЧЕСКИЕ РЕЗУЛЬТАТЫ, ПОЛУЧЕННЫЕ ИЗ АБСОРБЦИОННО-СПЕКТРОСКОПИЧЕСКИХ ИЗМЕРЕНИЙ СПУТНИКОВ "ИНТЕРКОСМОС"</i>  G.SONNEMANN, R.KNUT, D.FELSKE, L.MARTINI, B.STARK  <i>AERONOMIC RESULTS FROM THE ABSORPTION-SPECTROSCOPIC MEASUREMENTS OF THE INTERCOSMOS-SATELLITES</i>	249
Б.ШТАРК, Л.МАРТИНИ, Б.ТРИНККЕЛЛЕР: <i>ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПЛОТНОСТИ O<sub>2</sub> С БОРТА РАКЕТЫ "ВЕРТИКАЛЬ-4" И ТЕПЛОВАЯ ЭНЕРГИЯ В НИЖНЕЙ ТЕРМОСФЕРЕ</i>  B.STARK, L.MARTINI, B.TRINKKELLER:  <i>DETERMINATION OF THE O<sub>2</sub> CONCENTRATION FROM THE "VERTICAL-4" ROCKET MEASUREMENTS AND THE THERMAL ENERGY IN THE LOWER THERMOSPHERE</i>	263
Л.МАРТИНИ, Б.ТРИНККЕЛЛЕР, Б.ШТАРК: <i>ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПЛОТНОСТИ ОЗОНА В ВЕРХНИХ СЛОЯХ АТМОСФЕРЫ НА СПУТНИКЕ "ИНТЕРКОСМОС-11"</i>  L.MARTINI, B.TRINKKELLER, B.STARK:  <i>DETERMINATION OF OZONE NUMBER DENSITIES IN THE UPPER ATMOSPHERE BY THE SATELLITE "INTERCOSMOS-11"</i>	279
5 ИТОГИ ИССЛЕДОВАНИЙ ФИЗИКА СОЛНЦА В РАМКАХ ПРОГРАММЫ "ИНТЕРКОСМОС"  (RESULTS OF INVESTIGATIONS ON SOLAR PHYSICS WITHIN THE FRAME OF THE "INTERCOSMOS" PROGRAMS)	305



## P R E F A C E

The INTERCOSMOS Symposium on Solar Physics was held in Debrecen, Hungary, from 22 to 28 August 1977, under the sponsorship of the Hungarian Government Committee of Space Research and organized by the Debrecen Heliophysical Observatory of the Hungarian Academy of Sciences.

The topics of the Symposium included results from on-board experiments on satellites "Intercosmos" and the "Vertical" sounding rockets launched in the programme of Section No.3 of Intercosmos during the years 1969-1976, and the results of the related synchronous ground-based solar observations, other results of observations of the Sun in connection with the on-board observations mentioned above, for example some investigations of the Working Group 2.4 of KAPG (Joint Committee of the Academies of Sciences of Socialist Countries on investigations of complex problems of Planetary Geophysics). Special attention was placed on detailed studies of complex observations of the great proton events of August 1972.

This volume contains all the papers presented at the Symposium, with the exception of three. The missing papers of F. Farnik and B. Valnicek will appear elsewhere, while Nos. 12 and 15 of Volume 1 of this issue of "Publications" contains the essentials of a third lecture given by B. Kálmán on "The Method of Determination of the Heliographic Coordinates at the Debrecen Observatory".

It is a pleasure to thank Drs. V. Bumba, J. Jakimiec, A. Krüger and I. P. Tindo, who kindly served as session chairmen.

*L. Dezső*

## ПРЕДИСЛОВИЕ

Симпозиум по итогам исследований "ИНТЕРКОСМОС" по физике Солнца состоялся в г. Дебрецен, Венгрия, от 22 до 28 августа 1977 г. с поддержкой Венгерской Государственной Комиссии по Исследованию Космического Пространства, и был организован Дебреценской Гелиофизической Обсерваторией Венгерской Академии Наук.

Тематика симпозиума включала в себя результаты бортовых измерений на спутниках "ИНТЕРКОСМОС" и ракетах "Вертикаль", запущенных по программе секции № 3 "ИНТЕРКОСМОС" в период 1969-76 гг., сопутствующие наземные наблюдения Солнца, связанные с вышеупомянутыми бортовыми наблюдениями, так например некоторые исследования рабочей группы 2.4 КАПГ (Комиссия академий наук социалистических стран по комплексной проблеме "Планетарные геофизические исследования"). Заслуживало особое внимание всестороннее рассмотрение комплексных наблюдений больших протонных событий августа 1972 г.

Настоящий том содержит, за исключением трех, все доклады, представленные на симпозиуме. Не приведенные здесь статьи Ф. Фарника и Б. Вальничека будут опубликованы в другом журнале, а №№ 12 и 15 первого тома настоящих "Публикаций" содержит все существенные части доклада Б. Калмана "Способ определения гелиографических координат в Дебреценской Обсерватории".

В заключение выражаю искреннюю благодарность докторам В. Бумба, Е. Якимиец, А. Крюгер и И. П. Тиндо, выполняющим функции председателей заседаний.

*Л. Дежё*

L I S T   O F   P A R T I C I P A N T S  
СПИСОК УЧАСТНИКОВ

CZECHOSLOVAKIA - ЧССР

*Astronomický Ústav, Českoslovak Akad. Věd*  
*Observatoř Ondřejov*  
O N D Ř E J O V

AMBROŽ P.  
BUMBA V.  
FARNIK F.  
LETFUS V.  
VALNÍČEK B.  
LE BACH YEN

GERMAN D.R. - ГДР

*Zentralinstitut für solar-terrestrische Physik,*  
*DDR Akad. Wiss.*  
*Sonnenobservatorium Eisteinturm*  
P O T S D A M

PFLUG K.  
STAUDE J.

*Zentralinstitut für solar-terrestrische Physik,*  
*DDR Akad. Wiss.*  
B E R L I N

AURASS H.  
KRÜGER A.

*Institut für Elektronik, DDR Akad. Wiss.*  
B E R L I N

MARTINI L.  
SONNEMANN G.  
STARK B.

POLAND - PHP

*Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego*  
W R O C Ł A W

BROMBOSZCZ Grozyna

GARCZINSKA Irena

JAKIMIEC Maria

JAKIMIEC J.

ROMPOLT B.

*Centrum Badań Kosmicznych, Polska Akad. Nauk*  
W R O C Ł A W

SYLWESTER Barbara

SYLWESTER J.

ROUMANIA - CPP

*Observatorul Astronomic din Bucuresti*  
*Akad. Rep. Soc. Romania*  
B U C U R E Ş T I

DINULESCU Simona

SOVIET UNION - CCCP

*Физический институт им. П.Н. Лебедева, Акад. Наук СССР*  
M O C K B A

ТИНДО И.П. (Tindo I.P.)

УРНОВ А.М. (Urnov A.M.)

HUNGARY - BHP

*Magyar Tud. Akad. Napfizikai Observatorium*  
D E B R E C E N G Y U L A

DEZSŐ L.

GYŐRI L.

GERLEI O.

ROSTÁS S.

GESZTELYI Lidia

GUMAN I.

KÁLMÁN B.

KONDÁS L.

KOVÁCS Ágnes

LUDMÁNY A.





ИССЛЕДОВАНИЕ ФИЗИЧЕСКИХ ПРОЦЕССОВ В КОРОНАЛЬНОЙ ПЛАЗМЕ  
ПО ЕЕ РЕНТГЕНОВСКИМ СПЕКТРАМ

И. А. Ж И Т Н И К, А. М. У Р Н О В

Физический институт им. П.Н.Лебедева, АН СССР, Москва

Абстракт:

В обзоре дается описание экспериментов по рентгеновской спектроскопии Солнца, выполненных в течение последних 10 лет в физическом институте им. П.Н.Лебедева АН СССР в рамках программы "Интеркосмос". Представлены основные результаты исследований коротковолнового излучения в области  $1 < \lambda < 30 \text{ \AA}$ . Дается описание методов интерпретации и идентификации полученных спектров и определения главных параметров излучающей области корональной плазмы, а также моделей процессов, протекающих в ней.

STUDIES OF PHYSICAL PROCESSES IN THE CORONAL PLASMA  
ON THE BASE OF ITS X-RAY SPECTRA

I. A. Z H I T N I K, A. M. U R N O V

P.N.Lebedev Physical Institute, Academy of Sciences of the USSR, Moscow

Abstract:

The solar X-ray spectroscopy experiments of the last 10 years, made in the Lebedev Institute of the Soviet Academy of Sciences in the INTERCOSMOS programme, are described in this review. Principal results of the study of shortwave radiation in the  $1 < \lambda < 30 \text{ \AA}$  range are presented. Methods of interpretation and identification of X-ray spectra, determination of main physical properties of the radiating volume of coronal plasma, and models of physical processes inside it are described.

В течение 10 лет, начиная с 1967 года, в лаборатории спектроскопии Физического института им. П.Н.Лебедева АН СССР под руководством С.Л.Мандельштама ведутся исследования рентгеновского излучения Солнца в рамках программы "Интеркосмос". Организация внеатмосферных исследований в области длин волн  $1 < \lambda < 30 \text{ \AA}$  преследовало двоякую цель: во-первых, освоение нового диапазона и развитие рентгеновской спектроскопии в СССР – новой области исследований, имеющей большое научное и прикладное значение; во-вторых, получение важной информации о физических условиях и процессах, протекающих в плазме солнечной короны.

Коротковолновое излучение несет основную часть энергии солнечной короны и является наиболее информативной частью спектра, в особенности в период активности Солнца. Изучение солнечных рентгеновских спектров позволяет определить основные параметры активных областей и областей вспышек, что представляет большой интерес как для солнечной физики, так и для выяснения и изучения солнечно-земных связей.

Солнечная корона представляет собой уникальный источник рентгеновского излучения, Обеспечивая достаточно мощный поток вблизи Земли, корона является плазмой, нагретой до высоких температур, меняющихся в широких пределах от нескольких миллионов градусов в "спокойной" короне, до десятков и, даже, сотен миллионов градусов в области сильных вспышек. Кроме того, что весьма важно со спектроскопической точки зрения, корона представляет собой оптически тонкую плазму даже в наиболее сильных линиях, и, притом, с большим запасом, что связано с чрезвычайно малой плотностью порядка  $10^8 - 10^{10} \text{ см}^{-3}$ . Благодаря этому обстоятельству первичный спектр излучения оказывается неискаженным, а спектральные линии имеют минимально возможную ширину – доплеровскую. При малой плотности плазмы отсутствуют также и многие другие эффекты (например, "перемешивание" уровней ионов), что весьма облегчает теоретический анализ спектров и позволяет пользоваться так называемой "корональной" моделью плазмы для распределения ионов по стадиям ионизации и



уровням возбуждения. Оценки показывают, что отступления от корональной модели следует ожидать лишь при плотностях порядка  $10^{18} \text{ см}^{-3}$ ; как видно имеется запас во много порядков.

В настоящее время, в связи с проблемой получения управляемой термоядерной реакции, интенсивно ведутся лабораторные исследования высокотемпературной плазмы — лазерной плазмы, плазмы вакуумной искры и др. Сопоставление рентгеновских спектров лабораторной и солнечной плазмы дает возможность получить важную спектроскопическую информацию, а также выяснить особенности механизмов возбуждения этих спектров, что необходимо для спектроскопической диагностики горячей плазмы. Таким образом, рентгеновская спектроскопия Солнца является в некотором смысле не только частью астрономии (рентгеновской астрономией), но и уникальным в настоящее время методом изучения физики многозарядных ионов и свойств высокотемпературной плазмы.

Программу исследований солнечного рентгена в области  $I < \lambda < 30 \text{ \AA}$  можно условно разделить на две части:

I. Получение и анализ спектров с разрешением порядка  $0.01 \text{ \AA}$  в широком интервале длин волн  $5-20 \text{ \AA}$ .

II. Получение и анализ спектров с высоким (рекордным до сих пор) разрешением порядка  $0.0008 \text{ \AA}$  в узком интервале  $I.75-I.95 \text{ \AA}$ .

Спектры обоих типов содержат взаимодополняющую информацию о свойствах корональной плазмы. Рассмотрим вначале спектры первого типа. Эксперименты были выполнены на ракетах "Вертикаль-1" и "Вертикаль-2", запущенных, соответственно, 28 ноября 1970 г. и 20 августа 1971 г. Наблюдения проводились на высотах более 130 км. в течение 10 минут. Основными приборами были (см. рис.1): брегговский спектрометр с кристаллом кварца и спектрографы с КАР кристаллами, имеющими различные постоянные решетки, что позволяло выделять различные участки спектра. Развертка по спектру осуществлялась путем вращения кристаллов относительно оси прибора, ориентированного на Солнце.

В результате проведенных экспериментов было зарегист-

рировано несколько спектров. На рис. 2 приведен спектр в области 5.0 – 8.2 Å, полученный с кристаллом кварца на борту ракеты "Вертикаль-1". На рис. 3 – спектр в области 7.5 – 19 Å, полученный с КАР кристаллом и просуммированный по 4 сканам ("Вертикаль-2"). Такое суммирование позволяет избежать ошибок в определении длин волн, связанных с возмущением следящей системы, а также выявить слабые линии; в данном случае оно оправдано, поскольку за время наблюдения поток излучения практически не менялся. В результате сопоставления с лабораторными данными и результатами расчетов было отождествлено более 70 переходов в ионах наиболее обильных на Солнце элементов: O, Ne, Na, Mg, Al, Si, Fe. Рассмотрим более подробно, какие линии удалось наблюдать и какую информацию об излучающей плазме удалось получить.

Наиболее интенсивными и потому наиболее надежными линиями в спектре являются линии, обусловленные переходами в He-подобных ионах с уровней с главным квантовым числом  $n=2$ , а именно: резонансная  $1s2p(^1P_1) - 1s^2(^1S_0)$ , интеркомбинационная  $1s2p(^3P_1) - 1s^2(^1S_0)$  и запрещенная  $1s2s(^3S_1) - 1s^2(^1S_0)$  линии. В гелиоподобных ионах с большим зарядом  $Z$ , например, в ионе Fe XXV, впервые удалось наблюдать линию, соответствующую магнито-дипольному переходу. Это связано с тем, что интенсивность сильно запрещенной для малых  $Z$  линии очень быстро растет с ростом заряда иона. Относительные интенсивности этих линий весьма удобны для диагностики плазмы, поскольку они находятся в узком интервале длин волн, где кривую эффективности кристалла можно считать постоянной (за исключением тех случаев, когда кривая эффективности имеет резкий минимум, попадающий в этот интервал и связанный с краем поглощения кристалла или окна счетчика). Обычно рассматривают следующие величины: отношение "триплетных" и синглетных" линий  $G$ :

$$G = \frac{I_i(1s2p(^3P_1) \rightarrow 1s^2(^1S_0)) + I_f(1s2s(^3S_1) \rightarrow 1s^2(^1S_0))}{I_r(1s2p(^1P_1) \rightarrow 1s^2(^1S_0))}$$



и отношение запрещенной и интеркомбинационной линий:

$$R = \frac{I_f}{I_i}$$

В условиях стационарной плазмы (т.е. когда распределение электронов по скоростям, а ионов по уровням и степеням ионизации не зависит от времени) плазмы величина  $G$  практически не зависит от электронной температуры и плотности и приблизительно равна 1. Таким образом отступление  $G$  от 1 указывает на наличие нестационарности. Величина  $R$  является слабой функцией температуры и при малой плотности становится пропорциональной электронной плотности. Однако, предел малой плотности растёт с ростом атомного номера элемента и уже для магния становится порядка  $10^{12} \text{ см}^{-3}$ , в связи с чем представляется маловероятным наблюдать изменения этой величины за счёт большой плотности электронов. Кроме того она сильно подвержена экспериментальным ошибкам.

Остальные линии спектра менее интенсивны; среди них следует выделить резонансные линии водородоподобных ионов — линии  $L_\alpha$ , а также резонансную линию Fe XVII. Резонансные линии водородоподобных и гелиоподобных ионов имеют разные потенциалы возбуждения и потому эффективно возбуждаются при существенно различных температурах. Вследствие этого при построении модели излучающей области, т.е. при нахождении распределения меры эмиссии  $Y$  с температурой  $T_e$ . Наоборот, линии, имеющие приблизительно одинаковый потенциал возбуждения и близкие функции светимости (зависимость интенсивности излучения от температуры) удобно использовать для определения обилий элементов, поскольку отношение таких линий не чувствительно к модели.

Наконец, удастся наблюдать, правда, с меньшей надежностью серии линий, связанных с переходами с высоковозбужденных состояний, т.е. исследовать декремент — зависимость интенсивности от  $n$ . Важно подчеркнуть, что декремент слабо зависит от электронной плотности и температуры. В связи с этим наблюдение аномального декремента свидетельствует о наличии некоторых, не учтенных при расчете, элементарных

процессов, приводящих к перезаселению (или опустошению) возбужденных уровней.

Спектры, полученные 28 ноября 1970г. и 20 августа 1971 г. характеризуют излучение активных областей, поскольку, как показывают данные гелиографа и других наблюдений, более 90% потока было обусловлено конденсациями. Кроме того в обоих экспериментах время наблюдений приходилось на затухающую стадию вспышек: наблюдения производились спустя 1.5 часа после максимума вспышки на "Вертикале-1" и спустя 4 минуты - на "Вертикале-2". В результате анализа спектров была получена следующая информация.

Излучающая область 20 августа 1970г. (0322-0331ut) характеризуется электронной температурой около 5 млн. градусов, хорошо описывается однотемпературной моделью и находится в стационарном состоянии. Декремент в лаймановской серии не обнаружил аномалий вплоть до  $n=5$ . Мера эмиссии излучающей области оказалась равной  $\gamma = 6 \cdot 10^{48} \text{ см}^{-3}$ . Спектры, полученные 28 ноября 1970г. (0532-0542 ut) не удалось интерпретировать столь простым способом. Обычные однотемпературные модели и экспоненциальная модель противоречат наблюдаемым интенсивностям. Удовлетворительное описание удалось получить предполагая двухтемпературную модель с резким градиентом: одна область имеет температуру  $T_1 = 4 \cdot 10^6 \text{ }^\circ\text{K}$  и меру эмиссии  $\gamma_1 = 1.3 \cdot 10^{49} \text{ см}^{-3}$ ; другая -  $T_2 = 1.5 \cdot 10^7 \text{ }^\circ\text{K}$  с мерой эмиссии  $\gamma_2 = 9.6 \cdot 10^{47} \text{ см}^{-3}$ . Для объяснения аномально больших G-отношений для Si и Al пришлось отказаться от стационарной модели. Мы рассмотрели нестационарную рекомбинационную модель, в которой отношение концентраций H- и He-подобных ионов существенно выше значений в стационарном состоянии. Такая модель позволила количественно объяснить наблюдаемые данные. Возможным механизмом, приводящим к нарушению ионизационного равновесия, является наличие электронных пучков малой длительностью 0.1-10 сек. периодически пронизывающих объем вспышки с интервалом 1-100 сек. В пользу существования таких пучков говорят также поляризационные измерения, выполненные также в ла-



боратории спектроскопии физического института. Как показывает расчет, необходимо потребовать 10% плотность пучка электронов с энергией  $\sim 10$  кэВ.

Таким образом, полученные спектры позволяют построить модель излучающей области плазмы, определить основные параметры, выяснить, является плазма стационарной или нет и, наконец построить нестационарную модель излучающей области, имеющей температуру в пределах  $1 < T_e < 10$  млн. градусов что характерно для активных областей. Для исследования более горячих областей, в частности области вспышки, необходимо наблюдать линии ионов более высокой кратности. Наиболее обильным из тяжелых элементов является железо, в связи с чем были поставлены эксперименты по исследованию линий высокоионизованного железа в узкой спектральной области. Были получены два типа спектров: спектры с высоким разрешением  $\Delta\lambda/\lambda$  порядка  $4 \cdot 10^{-4}$  в области  $\lambda = 1.85 - 1.88 \text{ \AA}$  (условно называемые спектрами типа а) и с худшим разрешением  $\sim 2 \cdot 10^{-3}$ , но в более широкой области  $\lambda = 1.75 - 1.95 \text{ \AA}$  (типа в). Спектры были получены с помощью брегговских спектрометров с кристаллами кварца (см. рис. 4); развертка в спектр осуществлялась благодаря сканированию осью спутника диска Солнца. В результате было получено более 20 спектров.

Спектры типа а содержат упомянутые выше линии He-подобного железа Fe XXV, а также так называемые диэлектронные сателлиты резонансной линии Fe XXV. Эти линии соответствуют переходам аналогичным резонансному, однако, в присутствии дополнительного электрона "зрителя", т.е. переходам в Li-подобном железе Fe XXIV. Существует два механизма возбуждения сателлитов: захват электрона с одновременным возбуждением иона, приводящий к рекомбинации (диэлектронная рекомбинация) и прямое возбуждение электрона из внутренней 1s-оболочки в Li-подобном ионе. Ряд сателлитов возбуждаются только первым механизмом, ряд — только вторым. В стационарной плазме за исключением одного сателлита, все возбуждаются за счет диэлектронной рекомбинации; при нарушении стационарности,

например, в случае ионизирующей плазмы, интенсивность сателлитов существенно меняется благодаря второму механизму возбуждения. Следовательно по относительным интенсивностям сателлитов можно судить о степени стационарности плазмы.

Интенсивность диэлектронных сателлитов по отношению к резонансной линии Fe XXV зависит от температуры и атомных констант – вероятностей радиационного и автоионизационного распадов верхнего уровня. Таким образом, это отношение служит надежным "термометром". Следует учесть, что сателлитные линии находятся в узком интервале длин волн, в связи с чем не возникает ошибки из-за калибровки. На рис. 5 приведен спектр в области 1.85 – 1.88 Å, усредненный по 4 сканам. Наиболее интенсивный и хорошо разрешенный сателлит чисто диэлектронного происхождения служит для определения температуры, которая оказалась равна:  $T_e = 2 \cdot 10^7$  К. В результате отождествления наиболее сильных сателлитов и линий He-подобного железа было получено хорошее согласие между расчетными и экспериментальными величинами.

Разрешение в спектрах типа в не позволяет наблюдать отдельных линий, однако, благодаря более широкому спектральному интервалу удастся наблюдать линии сателлиты, относящиеся к ионам различной кратности от Fe XXIV до Fe XVIII. Эти линии аналогичны сателлитам, излучаемым Li – подобными ионами железа, но соответствуют переходам в присутствии большего числа электронов "зрителей". Важно отметить, что, как следует из расчетов, улучшение разрешения не может привести к возможности наблюдать отдельные линии, поскольку в указанный интервал длин волн попадает более 500 линий. Благодаря этому спектр является огибающей большого числа сателлитных линий близкой интенсивности и образует новый тип спектра, не наблюдавшийся ранее: квази-непрерывный спектр. По относительным интенсивностям отдельных максимумов, являющихся огибающими, можно судить о распределении ионов по стадиям ионизации, т.е. выяснить находится ли плазма в стационарном состоянии или нет. В указанный спектральный интервал попадают также  $K_\alpha$  и  $K_\beta$



линии, резонансная линия водородоподобного железа  $L_{\alpha}(\text{FeXXVI})$  и ее сателлиты, излучаемы He-подобными ионами. Отношение резонансных линий  $\text{Fe XXV}$  и  $\text{Fe XXVI}$  зависит от температуры (точнее от температурной модели) и состояния ионизационного равновесия. Следует отметить, что температура, определенная по этому отношению оказывается приблизительно в 2 раза выше, чем по сателлитам.

Линии  $K_{\alpha}$  и  $K_{\beta}$  относятся к ионам более низких стадий ионизации и, следовательно, излучаются более холодными областями. Появление этих линий, очевидно, связано с проникновением пучков энергичных электронов из области вспышки в более холодные области. По положению  $K_{\beta}$  линий можно судить о том, какие ионы возбуждаются и, таким образом, выяснить до каких высот проникают электроны.

На рис. 6 дана временная последовательность спектров типа в зарегистрированная во время вспышки в течение 26 мин. Как видно из рисунка за время наблюдения возникают и исчезают характерные пики в области линий  $K_{\beta}$  и  $L_{\alpha}$ . Все это указывает на наличие быстропеременных процессов разогрева и релаксации с характерным временем  $\sim 1$  минуты.

Сателлитные линии исследовались и в спектрах ионов меньшей кратности. На ракете "Вертикаль-2" и спутниках "Интеркосмос-4" и "Интеркосмос-7" были получены спектры в узкой области вблизи линии  $\text{MgXII}$ . Аналогичные спектры были получены в лаборатории от лазерной плазмы. Сопоставление спектров между собой и с теоретически рассчитанными спектрами показало хорошее согласие и позволило отождествить наблюдаемые максимумы с сателлитными переходами в ионе  $\text{MgXI}$ , где электрон "зритель" находился в возбужденном состоянии с главным квантовым числом  $n=3$ . В этих спектрах впервые наблюдались линии сателлиты, расположенные с коротковолновой стороны от резонансной линии, в то время как обычно наблюдаются длинноволновые сателлиты. По относительным интенсивностям сателлитов была определена температура двух вспышек во временной последовательности. Температура слабо менялась в течение 1.5 - 2 часов и совпадала с величиной, определенной



по отношению резонансной линии к континууму. Для тех же вспышек было определено изменение меры эмиссии со временем, которая изменялась в несколько раз, будучи в среднем порядка  $10^{49} \text{ см}^{-3}$ .

В заключение отметим основные результаты исследований солнечного излучения в области  $I < \lambda < 30 \text{ \AA}$ . В итоге проведенных экспериментов и теоретического анализа результатов был освоен новый диапазон солнечного спектра; изучены локализация, структура и динамика рентгеновски активных областей короны; получены новые данные о физических параметрах и химическом составе короны; детально исследовано рентгеновское излучение солнечных вспышек; изучена пространственная структура и динамика развития рентгеновской вспышки; обнаружены "сателлиты" — линии многозарядных ионов, возбуждаемые при диэлектронной рекомбинации; обнаружена инжекция ускоренных электронов в холодные слои солнечной короны.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Мандельштам, С.Л.: 1968, *Сб. Успехи Советского Союза в исследовании космического пространства* (Москва, Наука).
- {2} Beigman, I.L., Grineva, Yu.I., Mandel'stam, S.L., Vainstein, L.A., Zhitnik, I.A.: 1969, *Solar Phys.* 9, 160.
- {3} Васильев, Б.Н., Гринева, Ю.И., Житник, И.А., Карев, В.И., Крутов, В.В., Корнеев, В.В., Мандельштам, С.Л.: 1972, *Солнечно-земная физика* (ИЗМИРАН) № 3, 3.
- {4} Grineva, Yu.I., Karev, V.I., Korneyev, V.V., Krutov V.V., Mandel'stam, S.L., Vainstein, L.A., Vasilyev, B.N., Zhitnik, I.A.: 1972, *Space Res.* XII, 1553.
- {5} Васильев, Б.Н., Гринева, Ю.И., Житник, И.А., Карев, В.И., Корнеев, В.В., Крутов, В.В., Мандельштам, С.Л.: 1972, *Кратк. сообщ. по физике* (ФИАН) № 3, 29.
- {6} Вайнштейн, Л.А., Корнеев, В.В., Мандельштам, С.Л.: 1972, *Кратк. сообщ. по физике* (ФИАН) № 3.

- {7} Grineva, Yu.I., Karev, V.I., Korneev, V.V., Krutov, V.V., Mandel'stam, S.L., Vainstein, L.A., Vasilyev, B.N., Zhitnik, I.A.: 1973, *Solar Phys.* 29, 441.
- {8} Grineva, Yu.I., Karev, V.I., Korneev, V.V., Krutov, V.V., Mandel'stam, S.L., Safronova, U.I., Urnov, A.M., Vainstein, L.A., Vasilyev, B.N., Zhitnik, I.A.: 1974, *Space Res.* XIV. 453.
- {9} Grineva, Yu.I., Karev, V.I., Korneev, V.V., Krutov, V.V., Mandel'stam, S.L., Safronova, U.I., Urnov, A.M., Vainstein, L.A., Zhitnik, I.A.: 1975, *Space Res.* XV. 637.
- {10} Beigman, I.L., Grineva, Yu.I., Korneev, V.V., Krutov, V.V., Mandel'stam, S.L., Vainstein, L.A., Vasilyev, B.N., Zhitnik, I.A.: 1975, *Space Res.* XV. 641.
- {11} Гольц, Э.Я., Житник, И.А., Кононов, Э.Я., Мандельштам, С.Л., Сидельников, Ю.В.: 1974, *Препринт ФИАН* № 4.
- {12} Житник, И.А.: 1974, *Сб. Рентгеновское излучение Солнца и других космических объектов* (ВИНИТИ, Москва).
- {13} Гринева, Ю.И., Корнеев, В.В., Крутов, В.В., Мандельштам, С.Л., Сильвестер, Я.А., Вайнштейн, Л.А., Урнов, А. М., Житник, И.А.: 1975, *Препринт ФИАН* № 66.

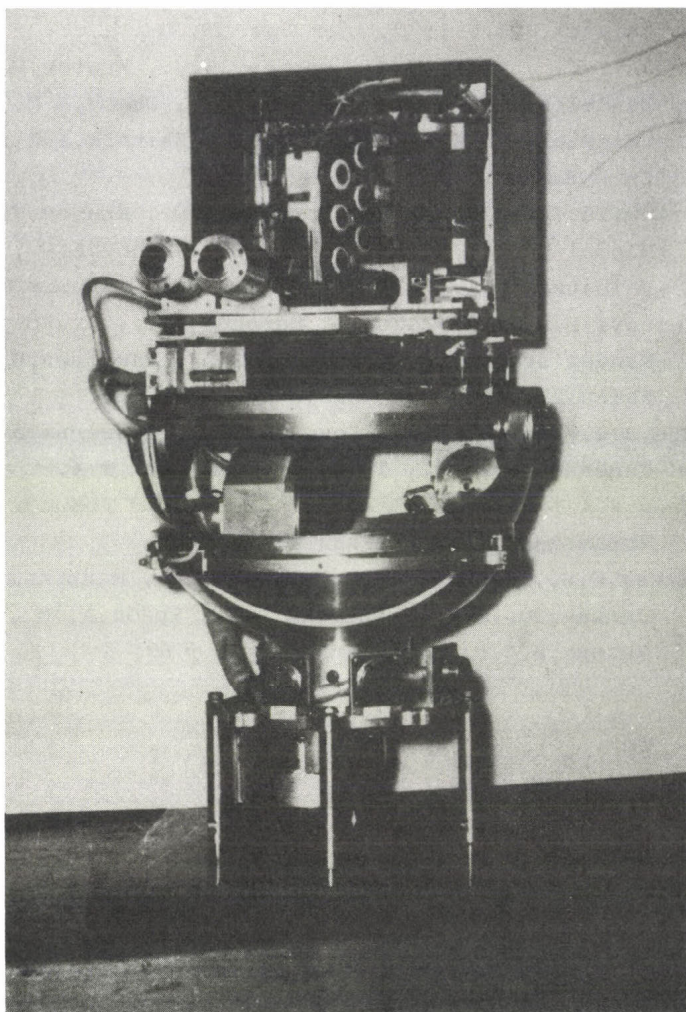


Рис.1. Аппаратура, установленная на ракете "Вертикаль-1".

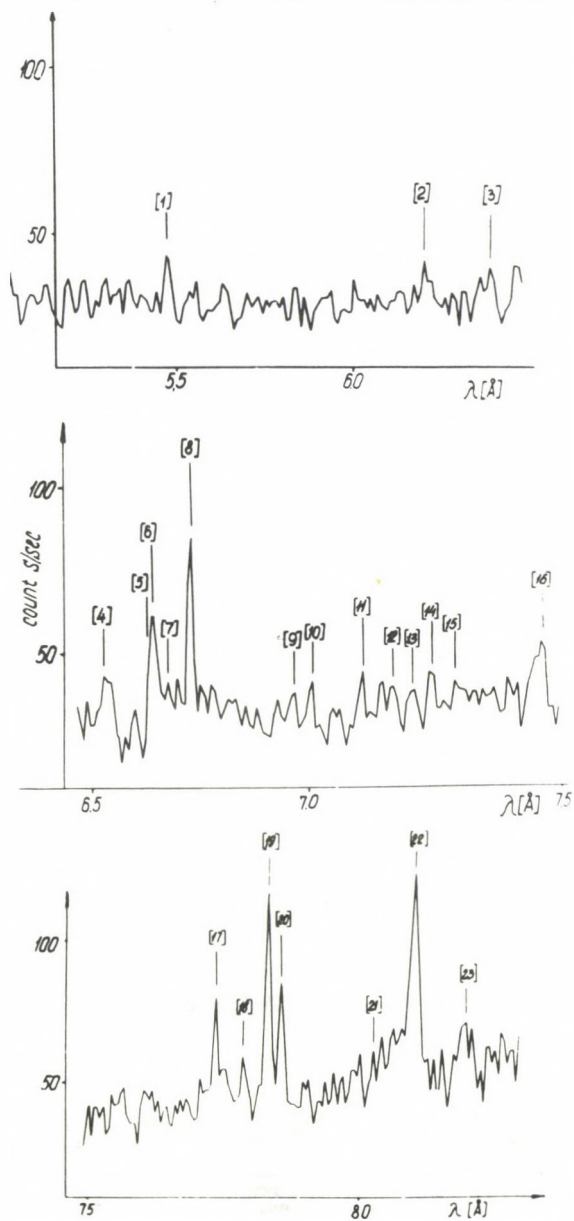


Рис. 2. Спектр в области 5.0 - 8.2  $\text{\AA}$ .



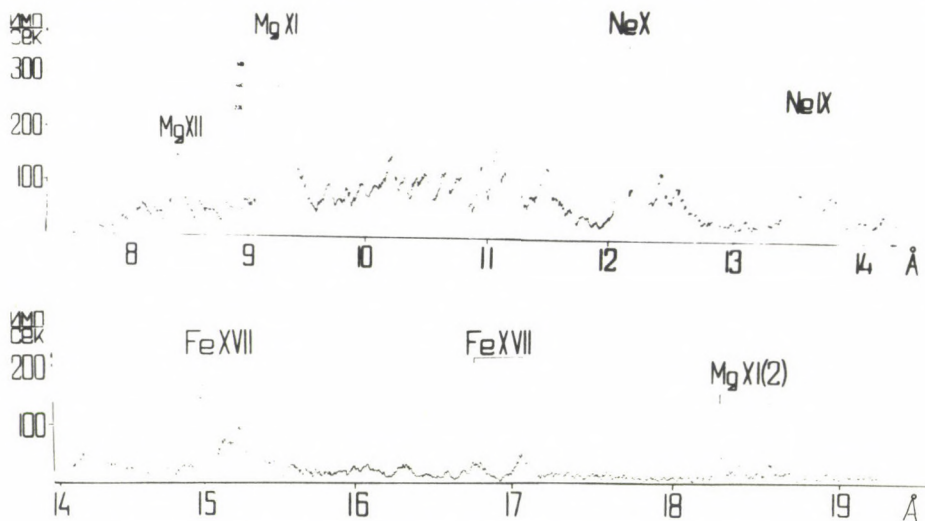


Рис. 3. Спектр в области 7.5 - 19 Å.

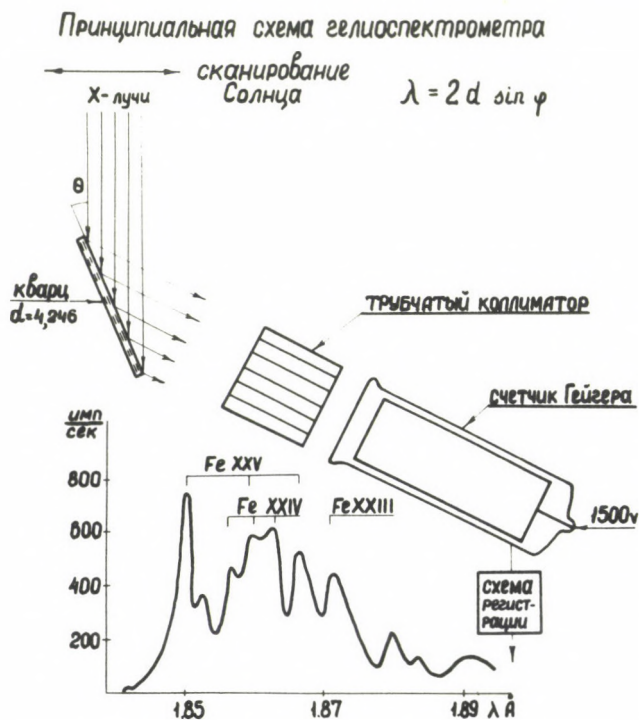


Рис. 4.

Принципиальная схема гелиоспектрометров, установленных на борту спутников "Интеркосмос".

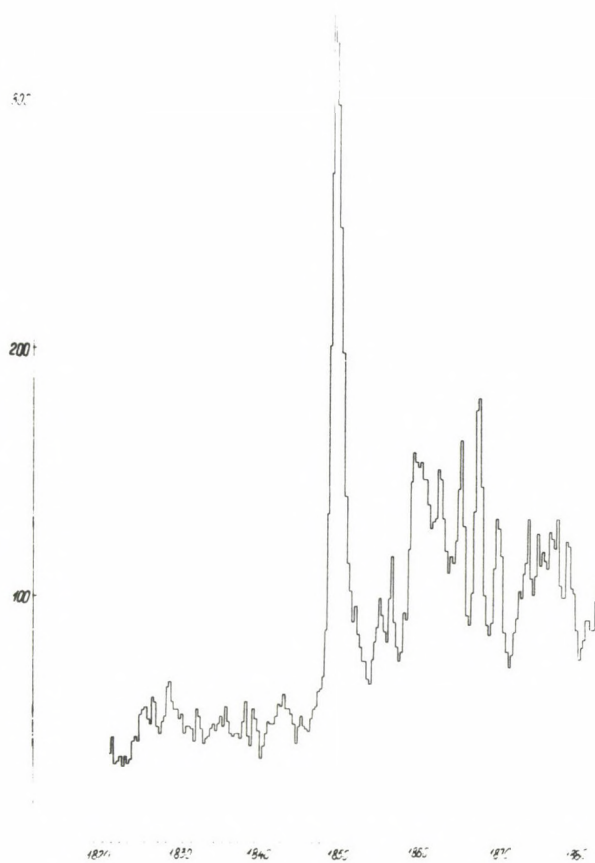


Рис. 5. Суммарный спектр в области 1.85 - 1.88 Å.

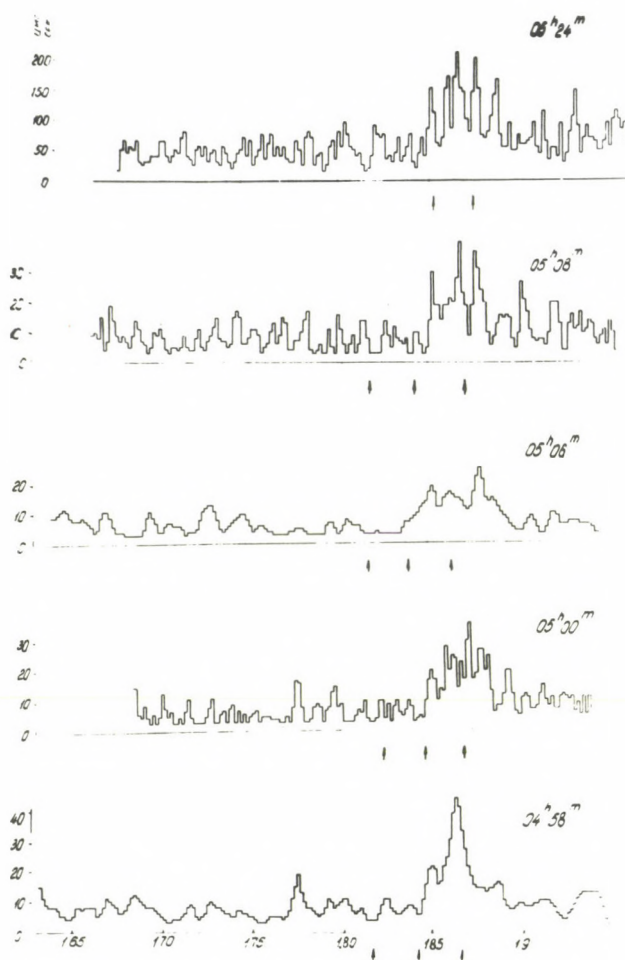


Рис. 6. Спектр в области 1.75 -1.95 Å во временной последовательности.



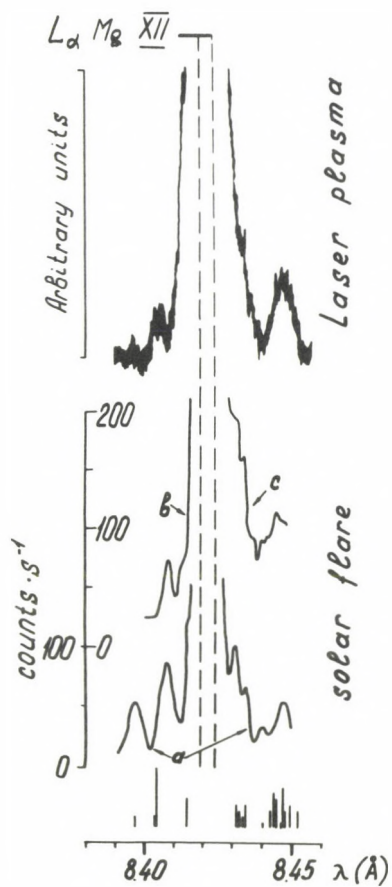


Рис.7. Спектр вблизи резонансной линии  $\text{MgXII}$ .



ПОЛЯРИМЕТРИЯ РЕНТГЕНОВСКОГО ИЗЛУЧЕНИЯ СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШЕК

И. П. ТИНДО, Б. В. СОМОВ

Физический институт им. П.Н.Лебедева АН СССР, Москва

Абстракт:

Обсуждаются возможности применения поляризационных измерений для изучения природы солнечных вспышек. Рассмотрены требования, предъявляемые к точности измерений. Дан обзор экспериментальной техники, применяемой при этих измерениях, обсуждаются полученные результаты. Описана новая конструкция тамсоновского поляриметра на энергию фотонов  $\approx 15$  KeV.

POLARIMETRY OF SOLAR FLARE X-RAYS

I. P. TINDO, B. V. SOMOV

P.N.Lebedev Physical Institute, Academy of Sciences of the USSR, Moscow

Abstract:

Application of polarization measurements to study the nature of solar flares is discussed. The necessary instrumental measuring accuracy is determined. A review of experimental techniques and a discussion of the results is given. A newly constructed Thomson polarimeter for photons of  $\approx 15$  keV energy is described.

## ВВЕДЕНИЕ

Измерения поляризации жесткого рентгеновского излучения солнечных вспышек, наряду с измерениями степени анизотропии этого излучения, могут дать наиболее прямую информацию об угловом распределении ускоренных во вспышке электронов. В случае анизотропного распределения электронов по скоростям их жесткое тормозное излучение может оказаться заметно поляризованным и направленным {1, 2}. Небольшая поляризация излучения ожидается и в случаях изотропного или даже теплового распределения электронов {3, 4}. Поэтому измерения поляризации и анизотропии излучения, вместе с исследованием пространственной структуры источника жесткого рентгеновского излучения вспышки, имеют принципиальное значение для выбора модели ее ускорительного механизма.

В первых теоретических исследованиях поляризации {1, 2} рассмотрены простейшие случаи движения электрона с энергией  $E_0$  вдоль некоторого направления или в конусе с углом раствора  $\alpha$  относительно этого направления. В первом случае максимальная поляризация (для луча зрения, перпендикулярного направлению движения пучка электронов) в области жестких фотонов близка к 100%. Существенно, что при переходе к мягким фотонам поляризация меняет знак в области  $h\nu \approx 0,1 E_0$ . Во втором случае, при наличии магнитного поля, поляризация меняет знак в зависимости от величины pitch-угла  $\alpha$  (между скоростью электронов и направлением поля {5}). Усреднение по угловому распределению электронов в пределах конуса  $\alpha$  может существенно уменьшить максимальную поляризацию. Таким образом, даже в идеализированной картине регистрируемая величина поляризации изменяется в широких пределах, в зависимости от параметров модели источника и условий наблюдения.

Оставаясь в рамках простейших моделей {1, 2, 5}, напомним другие факторы, уменьшающие поляризацию. Учет типичного степенного спектра электронов  $\propto E^{-\gamma}$  ( $\gamma=3-6$ ) уменьшает



максимальную поляризацию в  $\gamma/(\gamma-1)$  раз, т.е. в 1,2-1,5 раз {1}. Усреднение по конфигурации магнитного поля в области вспышки может снизить ожидаемую поляризацию, вероятно, до 10-20% {6}.

В условиях, которые можно ожидать в области вспышки, следует учесть также изотропизацию электронов за счет кулоновского рассеяния {7, 8}. Как показывает приближенная оценка, при  $h\nu = 20$  КэВ поляризация снижается за счет рассеяния до  $\approx 30\%$  {7}. Эффект не слишком велик, поскольку одновременно с изменением направления движения, электрон теряет свою энергию и его излучение выходит из регистрируемого диапазона энергий {7, 8}. Наконец, Энз {9} и Бай {3} рассчитали влияние комптоновского рассеяния фотонов нижележащей фотосферой на наблюдаемую величину поляризации. Для пучка электронов, движущегося вертикально вниз (без рассеяния) получена максимальная поляризация суммарного излучения  $\approx 70\%$ .

Как показал Корчак {6}, реальная оценка поляризации возможна лишь для конкретных моделей вспышки и требует проведения интегрирования вдоль линий магнитного поля с меняющейся плотностью плазмы, по энергетическому, азимутальному и pitch-угловому распределениям электронов.

Детальные расчеты такого рода (но с приближенным учетом рассеяния электронов!) проведены только для модели источника в виде "толстой мишени" с вертикальной инжекцией и однородным вертикальным магнитным полем {7}. Полученная величина поляризации возрастает к краю диска, для энергии  $h\nu = 10$  КэВ она достигает  $\approx 30\%$ . Плоскость поляризации (при больших энергиях) проходит через источник и центр солнечного диска.

Для тонкой мишени детальный расчет поляризации отсутствует, однако мы не видим оснований (кроме эффекта расходимости магнитных линий) полагать, что здесь поляризация должна быть меньше, чем в модели толстой мишени.

Для магнитной ловушки расчет до сих пор не проведен, но учет кривизны линий поля, по-видимому, приведет к сравни-

тельно низкой поляризации. Максимальная поляризация в этом случае ожидается вблизи центра диска.

Следует заметить, что большие величины поляризации, полученные в вышеприведенных расчетах, непосредственно связаны с предположением о сильно анизотропном распределении электронов. Однако такое распределение не может быть постоянным в пределах всей области вспышки {I0}. Простейшая (но далеко не единственная) возможность, снимающая эту трудность, состоит в предположении, что распределение электронов лишь слабо анизотропно или вообще изотропно. Но в пользу анизотропного распределения свидетельствуют результаты измерений поляризации, обсуждаемые ниже. С точки зрения теории ускорения вопрос о степени анизотропии распределения электронов является принципиальным {I0}.

В целом, мы видим, что оценки ожидаемой максимальной поляризации, полученные в различных моделях, находятся в пределах от 4 до 20%. Таким образом, необходимы измерения поляризации с чувствительностью и точностью порядка 1%. При этом исследования зависимости величины и знака поляризации от энергии излучения особенно необходимы для выяснения роли фотосферного альбедо.

## СОЛНЕЧНЫЕ РЕНТГЕНОВСКИЕ ПОЛЯРИМЕТРЫ

Приборы, применяемые в настоящее время при измерениях линейной поляризации рентгеновского излучения солнечных вспышек, основаны на использовании явлений томсоновского рассеяния {I1} и брэгговского отражения {I2}, хотя в принципе, возможна разработка менее светосильных приборов и на основе других эффектов (см. например {I3}).

В томсоновском поляриметре используется резкая зависимость поперечного сечения некогерентного рассеяния на угол  $\theta=90^\circ$  от состояния поляризации фотона:  $d\sigma/d\Omega = (e^2/mc^2)^2 (1 - \cos^2 \phi)$  где  $\phi$  — азимутальный угол (в плоскости  $\theta=90^\circ$ ) между электрическим вектором падающего фотона и направлением наблюдения. Основу поляриметра составляют рассеиватель, изготовленный



из материала с малым фотоэлектрическим поглощением ( $Li$ ,  $Be$ ,  $LiH$ ) и оптической толщиной  $\sim 1$ , и окружающие рассеиватель детекторы излучения – газоразрядные пропорциональные счетчики фотонов (рис.1). Поляризация вычисляется по различию показаний неподвижных детекторов, установленных под различными углами  $\phi$ , либо по модуляции показаний детекторов при вращении прибора вокруг его оптической оси вместе со спутником. Преимуществом томсоновских поляриметров является их высокая эффективность (несколько процентов) в широком диапазоне энергий ( $\sim 5-90$  КэВ), нижняя граница которого определяется ростом поглощения в рассеивателе, а верхняя – снижением эффективности детекторов и резким уменьшением интенсивности спектра вспышки. Широкий энергетический диапазон дает принципиальную возможность измерять ход величины и смену знака поляризации с энергией фотона, при оптимальном выборе разрешаемых спектральных интервалов. Следует отметить, что указанные возможности еще ни разу не были в достаточной степени использованы в экспериментах на спутниках.

В брэгговских поляриметрах также используется указанная выше зависимость поперечного сечения рассеяния от состояния поляризации фотона, проявляющаяся в свойстве дифракционного кристалла отражать при брэгговском угле  $2\theta=90^\circ$  только одну поляризационную компоненту излучения – с электрическим вектором, перпендикулярным плоскости падения. Измерение поляризации обычно производится по модуляции интенсивности отраженного луча с частотой  $2\omega$  при вращении прибора с частотой  $\omega$  [14]. Глубина модуляции в случае полностью поляризованного излучения в 1,5–4 раза больше, чем у томсоновского поляриметра и близка к 100%. Недостатком прибора с плоским кристаллом является крайне узкая регистрируемая спектральная область и, соответственно, низкое отношение "сигнал/фон". Так, даже для наиболее перспективного кристалла – графита с шириной кривой отражения  $\sim 0,8^\circ$  [15] регистрируемый спектральный диапазон составляет лишь около 40 эВ (при энергии 2,62 КэВ). Эффективность достигает лишь

$\approx 0,15\%$ . Однако при исследовании излучения солнечных вспышек, обладающего, преимущественно, непрерывным спектром, приемлемую чувствительность удается получить, монтируя кристаллы на фокусирующих панелях параболической или тороидаальной формы. При этом на детектор небольшой площади фокусируется излучение относительно широкого диапазона, порядка  $0,6 \text{ КэВ}$ .

Хотя наличие фона проникающей радиации снижает чувствительность прибора, большую опасность при регистрации относительно интенсивного излучения вспышек представляет не сама величина фоновой скорости счета, а ее возможная анизотропия, которая может привести к систематическим ошибкам измерения  $\{I_6\}$ . Поэтому обычно предусматривается снижение регистрируемой прибором фоновой скорости счета схемами антисовпадения и дискриминации по амплитуде и крутизне переднего фронта импульсов. С этой же целью применяются секционированные счетчики с двумя окнами, позволяющие снизить уровень фона в 2 раза  $\{I_3\}$ .

Серьезным источником ошибок при использовании неподвижных детекторов может явиться дрейф их чувствительностей  $\{I_7, I_8\}$ . Радикальное решение этой проблемы достигается применением счетчиков с общим газовым объемом и общим предусилителем для всех анодов счетчиков  $\{I_3\}$ . При такой схеме прибора информация о номере счетчика, зарегистрировавшего фотон, снимается с отдельных катодов счетчиков. В работе  $\{2I\}$  описан вариант неподвижного прибора, в котором рассеиватель со счетчиками совершает возвратно-вращательное движение, что позволяет измерять поляризацию по величине модуляции сигналов или ввести поправки для учета различия чувствительностей счетчиков и определять поляризацию по формуле для неподвижных счетчиков.

Различные ошибки может вызвать неточность наведения оптической оси прибора на источник излучения. Как показывает оценка и лабораторные испытания, для томсоновского поляриметра эти ошибки незначительны в пределах поля зрения  $3^\circ$  (см. напр.  $\{I_4\}$ ). Для брегговского поляриметра допустимое



поле зрения также удается довести до  $\sim 3^\circ$ , однако, при этом диаметр окна детектора должен быть сделан в несколько раз большим размеров фокального пятна {14}.

Опишем теперь более подробно устройство поляриметров спутников "Интеркосмос", с помощью которых была обнаружена и исследована поляризация излучения солнечных вспышек.

В блоке датчиков поляриметра СПР-I (ИСЗ "Интеркосмос-I" и -4" установлен рассеиватель площадью  $50 \text{ см}^2$ , изготовленный из пластин бериллия толщиной 2мм, расположенных стопкой на расстояниях 10мм одна от другой (см. рис. I, {19, 20}). Такая конструкция обеспечивает снижение среднего удельного веса рассеивателя, необходимое для устранения многократного рассеяния при заданной геометрии рассеивателя. Перед рассеивателем установлен ступенчатый фильтр из алюминиевой фольги толщиной 0,1, 0,2 и 0,3 мм, поглощающий наиболее длинноволновую часть излучения и позволяющий частично скомпенсировать различие оптической толщи для фотонов, падающих на рассеиватель на различных расстояниях от его центра.

В плоскости  $\theta=90^\circ$  вокруг рассеивателя симметрично установлены 6 пропорциональных счетчиков фотонов, попарно образующих три измерительных поляризационных канала (рис. I). Применены счетчики двухсекционной конструкции (рентгеновская и экранная секции), с наполнением 90% Kr+10%  $\text{CH}_4$  при общем давлении 1 ата. Перегородка между секциями изготовлена из бериллиевой фольги толщиной 0,1 мм и поэтому экранные секции также имеют заметную чувствительность к рентгеновскому излучению, возрастающую с ростом энергии фотонов. Импульсы от рентгеновских секций счетчиков каждого измерительного канала после предварительного усиления поступают на вход дискриминатора, выделяющего для дальнейшей регистрации диапазон энергий 6-36 КэВ. Схема антисовпадений "отсекает" импульсы рентгеновских секций, сопровождающиеся одновременными импульсами в экранных секциях (т.е. вызванные пролетом проникающих частиц).

Для измерения общего потока рентгеновского излучения вспышки при энергии  $h\nu \approx 15 \text{ КэВ}$  в приборе установлен

гейгеровский счетчик с бериллиевым окном, импульсы которого регистрируются логарифмическим интенсиметром. Аналогичный гейгеровский счетчик (с окном, закрытым медной пластинкой толщиной 1,5 мм) использован для контроля уровня фона и выделения участков записи показаний прибора с большим уровнем фона, в частности, приходящихся на район Южно-Атлантической радиационной аномалии. Наконец, для контроля положения в пространстве оси прибора, перпендикулярной к его ориентируемой на Солнце оптической оси, использованы фотоэлектрические датчики оптического альбедо Земли.

Импульсы трех измерительных каналов, прошедшие схемы дискриминации и антисовпадения, регистрируются далее тремя независимыми пересчетными схемами (емкостью  $2^{14}$  имп), расположенными в блоке электроники. Входы счетных схем периодически отпираются на 16 сек, в течение которых происходит накопление импульсов. Затем в течение 8 сек происходит последовательное считывание информации на три канала бортового запоминающего устройства и, наконец, сброс показаний пересчетных схем. По радиокоманде могло быть установлено время накопления 4 сек или 16 сек. Для предотвращения перезаполнения пересчетных схем (при больших вспышках) в схему приборов ИСЗ "Интеркосмос-7" и "-II" было введено логическое устройство, запиравшее входы всех трех измерительных каналов при заполнении емкости любой из трех пересчетных схем {2I}.

Величина поляризации и поляризационный угол  $\phi$  (по отношению к плоскости прибора, проходящей через оптические оси счетчиков Сч. I—Сч. I) определялись по числам импульсов, зарегистрированных измерительными каналами:  $N_1$ ,  $N_2$  и  $N_3$  :

$$P = \frac{2K (N_1^2 + N_2^2 + N_3^2 - N_1 N_2 - N_2 N_3 - N_3 N_1)^{\frac{1}{2}}}{N_1 + N_2 + N_3} \quad (I)$$



$$\cos 2\phi = \frac{N_2 + N_3 - 2N_1}{(N_1^2 + N_2^2 + N_3^2 - N_1 N_2 - N_2 N_3 - N_3 N_1)^{\frac{1}{2}}} \quad (2)$$

При изготовлении счетчиков фотонов, электронных узлов прибора и при настройке энергетических порогов дискриминации особое внимание было обращено на достижение равенства спектральных чувствительностей измерительных каналов. Как показал анализ данных измерений ИСЗ "Интеркосмос-4", фактическое различие порогов дискриминации (могущее возникнуть за счет медленного ухода параметров), не превышает 0,5КэВ {22}. Это могло бы обусловить лишь небольшие систематические ошибки в измерениях поляризации, не превышавшие статистических ошибок. В приборе ИСЗ "Интеркосмос-I" величина дрейфов чувствительности, по-видимому, была больше. В обоих случаях для устранения указанной систематической ошибки проводилась "нормализация" показаний измерительных каналов, исходя из предположения, что на стадии спада вспышки истинная поляризация близка к нулю {23, 24}.

Однако результаты наших измерений показали, что это предположение неверно, поскольку в ряде случаев значительная поляризация сохранялась в течение многих минут. Кроме того, даже при отсутствии поляризации первичного излучения вспышки, должна наблюдаться небольшая постоянная поляризация (до 2÷4%) за счет эффекта рассеяния излучения вспышки в нижележащей фотосфере {3, 4, 25}. Поэтому в приборах СПР-2 (ИСЗ "Интеркосмос-7 и-II") для обеспечения контроля в полете за возможным различием чувствительностей каналов рассеиватель со счетчиками был помещен на приводе, совершавшем периодическое возвратно-вращательное движение, синхронизованное с циклом накопления импульсов и опросом измерительных каналов {21, 26, 27}. А именно, поворот совершался на 60° (за время ~ 1 сек) по часовой стрелке, затем через 32 сек - в обратном направлении. Накопление импульсов производилось в течение 16 сек - при неподвижном приводе, затем в течение 16 сек производился опрос пересчетных схем. Для учета

возможной анизотропии фона проникающей радиации в приборе, установленном на ИСЗ "Интеркосмос-II" периодически производилась перекоммутация в каждом измерительном канале, после которой канал регистрировал импульсы экранных секций (в энергетическом диапазоне 6-36 КэВ), с "отсечкой" импульсов, совпадающих по времени с импульсами рентгеновских секций {28}. Таким образом, полный цикл измерений состоял из четырех шагов общей длительностью 128 сек: а) измерение рентгеновской поляризации в "левом" положении привода с рассеивателем, б) то же - в "правом" положении привода, в) измерение анизотропии фона в "правом" положении привода, г) то же - в "левом" положении привода. Фактически, из-за заметной чувствительности экранных секций к рентгеновскому излучению (см. сноску на стр.7), во время больших вспышек при измерениях по п.п. в) и г) определялась поляризация коротковолновой части излучения (отфильтрованной при прохождении рентгеновских секций счетчиков).

Определение величины поляризации и поляризационного угла производилось при подстановке в формулы (1) и (2) приведенных значений  $n_1$ ,  $n_2$  и  $n_3$ , получаемых из чисел импульсов, зарегистрированных каналами в правом и левом положениях привода с рассеивателем {28}:

$$n_1 = 1; \quad n_2 = \left( \frac{N_{1П}^2}{N_{1Л}^2} \times \frac{N_{2П}}{N_{2Л}} \times \frac{N_{3Л}}{N_{3П}} \right)^{\frac{1}{3}}$$

$$n_3 = \left( \frac{N_{1П}}{N_{1Л}} \times \frac{N_{2П}}{N_{2Л}} \times \frac{N_{3Л}^2}{N_{3П}^2} \right)^{\frac{1}{3}}$$

В разработанном в настоящее время усовершенствованном поляриметре СПР-3 предусмотрено измерение абсолютной величины фона и степени анизотропии фоновых отсчетов наиболее простым способом: с помощью поворотной шторки, периодически закрывающей входной зрачок прибора. Движение шторки осуществляется механическим способом от привода барабана



рассеивателя, с помощью зубчатой передачи, фрикциона и поворотного рычага. Для повышения стабильности и увеличения ресурса полезной работы счетчиков в схему прибора СПР-3 введен узел отключения высоковольтного питания счетчиков при пролете радиационных аномалий.

Для иллюстрации возможностей современной аппаратуры, разработанной для поляризационных измерений

со спутника, в таблице I приведена расчетная оценка чувствительности 8-канального томсоновского поляриметра, подготовленного для эксперимента "Solar Maximum Mission" ("OSO-K") {I3}. В таблице 2 приведены основные параметры известных нам рентгеновских поляриметров, ранее примененных или подготовленных для солнечных исследований.

## РЕЗУЛЬТАТЫ ИЗМЕРЕНИЙ ПОЛЯРИЗАЦИИ

Результаты измерений поляризации со спутников "Интеркосмос" собраны в таблице 3. Всего измерения проведены нами в 1969-1974 г.г. при 13 вспышках баллов от 1N до 3B, произошедших на различных расстояниях от центра солнечного диска (см. рис. 2). В двух случаях измерения относятся лишь к стадии спада рентгеновской вспышки (4 авг. 1972г. и 5 июля 1974г.).

Качество полученных данных неодинаково. В измерениях октября 1969г. прибор работал не вполне устойчиво, что увеличило ошибку измерений. В измерениях августа 1972г. из-за дефекта в схеме один из трех измерительных каналов не работал, в результате получена лишь нижняя оценка величины поляризации. Наиболее достоверные данные получены при вспышках 24.X, 5 и 16.XI.1970г., 7.VIII.1972г., 5 и 6.VII 1974г. Во всех случаях наибольшая поляризация наблюдалась на стадии быстрого роста интенсивности рентгеновского излучения (импульсная фаза вспышки). При вспышках 1969г. и 1970г., по-видимому, наблюдалось увеличение поляризации также вблизи второго (пологого) максимума интенсивности. Во всех случаях спад поляризации происходил медленно, в

течение 1-10 мин.

Не используя в дальнейшем анализе наименее надежные данные по вспышкам октября 1969 г. и относящиеся к "хвосту" вспышек данные за 4 августа 1972 г. и 5 июля 1974 г., рассмотрим теперь данные по оставшимся 8 вспышкам, перечисленным в таблице 3 (см. также рис. 2). При трех из них измерена значительная поляризация, свидетельствующая об анизотропном распределении скоростей ускоренных электронов. В двух из этих случаев, когда были получены данные о направлении поляризации по отношению к солнечному диску, плоскость поляризации, в пределах ошибок измерений  $\pm 10^\circ$ , проходит по диску от области вспышки к центру диска. Такое направление поляризации соответствует распределению скоростей электронов, направленному преимущественно в сторону фотосферы {29}. При этом, очевидно, речь должна идти о достаточно широком распределении скоростей по pitch-углам, поскольку измеренная нами абсолютная величина поляризации, в среднем, порядка 10%, заметно меньше расчетной для случая направленного пучка.

В остальных пяти случаях величина поляризации фактически не выходит за пределы, ожидаемые для теплового или изотропного распределений электронов (с учетом рассеяния первичных фотонов фотосферой {3,4}).

Группа У. Нойперта, используя аналогичный прибор, установленный на спутнике "OSO-7", провела измерения поляризации в области энергий 15-30 КэВ при 16 вспышках, произошедших в марте, июне и августе 1972 г. {17, 18, 30}. Из-за значительного дрейфа параметров измерительных каналов прямое измерение абсолютной величины поляризации в этом эксперименте оказалось невозможным. Однако Нойперту и др. все же удалось получить нижнюю оценку величины поляризации, которая в большинстве случаев лежит в пределах 10-20% {30}. Как и в измерениях "Интеркосмосов", обнаружено длительное существование значительной поляризации, намного превосходящее время термализации электронов во вспышечной плазме. Характерен, например, несомненный рост величины поляризации после окончания импульсной фазы вспышки в  $03^{h45^m}$



7.УШ.72г. На фазе спада рентгеновского потока, после его второго (пологого) максимума поляризация была не меньше 10% {30}.

Сопоставление с расчетом величин поляризации, полученных нами при вспышках на различном расстоянии от центра солнечного диска, показывает общее качественное согласие с моделями, в которых электроны движутся преимущественно в сторону фотосферы (рис.2) {3}. По данным "OSO-7" этот вывод в общем подтверждается, хотя в двух случаях наблюдалось расхождение с предположением о строго вертикальном электронном пучке {17, 30}.

### ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ

Приведенные выше данные поляризационных измерений несомненно свидетельствуют о существовании в ряде случаев на протяжении значительной части большой вспышки — на ее импульсной фазе (повидимому, и на фазе вблизи второго, пологого максимума рентгеновского потока) анизотропного распределения скоростей электронов.

Заметим, что если указанное анизотропное распределение электронов действительно имеет место, оно должно проявляться также в анизотропии жесткого рентгеновского излучения вспышки {31}. Однако в настоящее время надежные экспериментальные данные, подтверждающие наличие анизотропии интенсивности, отсутствуют. Неоднократно предпринимавшиеся попытки выявить эффект анизотропии путем статистического анализа данных о частоте регистрации вспышек в зависимости от их гелиографической долготы приводят к недостаточно достоверным и противоречивым результатам (см. напр. {32}). Кроме того, последние расчеты анизотропии излучения {3,9} показывают, что с учетом комптоновского рассеяния излучения вспышки фотосферой вообще не приходится ожидать заметного эффекта "центр-лимо" даже в случае высоко анизотропного первичного излучения вспышки. С этим хорошо согласуются отрицательные результаты поиска анизотропии,

полученные в наиболее точном эксперименте такого рода, проведенном на спутнике "OSO-7" {33}. Таким образом, вероятное отсутствие эффекта "центр-лимо" в частоте жестких вспышек не может считаться доводом в пользу изотропности распределения электронов {3}. Можно надеяться, однако, что в дальнейшем исследования анизотропии рентгеновского излучения дадут ценную информацию о распределении скоростей электронов, но для этого потребны измерения с высоким пространственным разрешением, позволяющие отделить первичное излучение вспышки от фотосферного альbedo {34}.

Рассмотрим теперь вопрос об обнаруженном при измерениях спутников "Интеркосмос" и "OSO-7" длительном сохранении высокой поляризации. Очевидно, этот вопрос является частью более общей проблемы — как интерпретировать длительные проявления нетепловых процессов во вспышках, наблюдаемые иногда в течение  $\sim 10^3$  сек. Нет ли здесь противоречия с теоретическими представлениями о взрывной фазе вспышки как процессе быстрого (10-100 сек) освобождения магнитной энергии при разрыве токового слоя (напр., в модели Сыроватского {35, 36}). Начнем с экспериментальных данных по длительности нетеплового излучения вспышек. Многочисленные известные примеры наблюдения короткого импульсного всплеска, сопровождаемого последующим положим "тепловым" максимумом, характерны лишь для малых вспышек {37}. Для более мощных всплесков характерна большая длительность и наличие целого ряда импульсных всплесков, сливающихся в общую временную кривую. Наиболее известными примерами вспышек с продолжительной нетепловой фазой являются мощные вспышки 4 и 7 августа 1972 г. Сопоставления временной структуры рентгеновских и микроволновых всплесков с последними данными о пространственной структуре области рентгеновской вспышки {41} указывают, что освобождение энергии во вспышках происходит отдельными импульсами, получившими название "элементарных всплещных всплесков" {38, 39}. Рентгеновские наблюдения Форпал {42} показали, что при этом развитие вспышки происходит не в одной магнитной петле, а в целой "аркаде" петель,



вершины которых последовательно (с интервалом порядка 20-30 сек) "вспыхивают" при распространении со скоростью 200-300 км/сек некоторого возмущения (по видимому, магнитнозвуковой волны) вдоль "аркады" петель {42} (см. также {43}).

Вернемся к теоретическому рассмотрению проблемы и модели Сыроватского, в которой ускорение частиц, происходит при разрыве токового слоя. Естественно ожидать, что токовый слой неоднороден по своей длине. Более того, его неоднородность, возможно, имеет квазирегулярный характер, что находит свое проявление в наблюдаемой системе петель, образующих своеобразную галерею или аркаду. Токовый слой расположен на вершинах петель и его разрыв в некоторой точке может инициировать последовательную цепочку разрывов в вершинах других петель. Другие возможности объяснения длительной нетепловой фазы вспышек в рамках модели Сыроватского рассмотрены в работах {2, 37, 36, 44, 45, 46} (см. также {47}).

Таким образом, существование длительной нетепловой фазы у некоторых вспышек, доказанное всесторонними наблюдениями в рентгеновском, УФ-, оптическом и радиодиапазонах, не противоречит современным теоретическим представлениям. В этой связи длительное существование поляризации в некоторых больших вспышках представляется вполне естественным, если только излучение действительно поляризовано в каждом

"элементарном вспышечном всплеске". В принципе, поляризации излучения в "элементарном всплеске" могли бы помешать два фактора: разрушение электронного пучка из-за коллективных плазменных эффектов и быстрый рост температуры в области вспышки, нагреваемой электронами. Однако первый эффект, по-видимому, несущественен, как показано в {48, 49}. Что касается второго фактора, то, как справедливо отметил Корчак {6}, в модели толстой мишени при достаточно длительной инжекции электронов тепловое излучение разогретой ими плазмы может превысить интенсивность тормозного излучения электронов. Как показывает детальный расчет {50}, получаемое в результате нагрева распределение вещества с температурой и максимальная температура зависят от того, в какой мере

успело измениться начальное распределение плотности и выровняться давление вглубь нагреваемой области. Для обоих предельных режимов нагрева  $n=\text{const}$  (т.е. для случая сохранения первоначального распределения плотности) и  $p=\text{const}$  интересующие нас распределения вещества и потока тепла представлены на рис.4 {47}. Рис. 4 показывает, что если во вспышке реализуется  $p=\text{const}$ , то можно ожидать очень высоких температур плазмы. Например, при вспышке 5.XI.1970г. при граничном потоке энергии  $F_0 \approx 10^9 \text{ эрг. см}^{-2} \text{ сек}^{-1}$  (см. {6}) температура могла бы достигнуть  $5 \cdot 10^7 \text{ }^\circ\text{K}$  и тепловое рентгеновское излучение в области 15 КэВ заведомо превысило бы нетепловое излучение. Заметим, однако, что описанная выше феноменологическая модель вспышки как набора отдельных элементарных всплесков, по-видимому, ближе к первому предельному случаю ( $n=\text{const}$ ) {39, 51, 52}. Как показывает рис.4, в этом случае даже очень мощные потоки электронов не могут дать слишком высоких температур. Отметим, что оценки характерных времен {51}, полученные различными методами в работах {53, 54} свидетельствуют в пользу быстрого нагрева.

#### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Сопоставление имеющихся экспериментальных данных по величине и длительности существования поляризации рентгеновского излучения солнечных вспышек с соответствующими теоретическими оценками показывает, что результаты измерений, проведенных на спутниках "Интеркосмос" и "OSO-7" качественно согласуются с феноменологической моделью вспышки Ван Бика и др. {39} и моделью ускорительного механизма Сыроватского {35, 36}. Однако для уточнения параметров источника рентгеновского излучения вспышки и конкретизации модели вспышки необходимо дальнейшее накопление поляризационных данных в широком интервале энергий, наряду с другими исследованиями нетеплового рентгеновского излучения и явлений в УФ- и микроволновом диапазонах.

Авторы выражают признательность профессорам С.Л. Мандельштаму, С.И. Сыроватскому и А.Крюгеру за обсуждение работы.



## Л и т е р а т у р а

- {1} Корчак, А.А.: 1967, Доклады АН СССР 173, 291; Nature 213, 1209.
- {2} Elwert, G.: 1968, in K.O.Kiepenheuer ed. *Structure and Development of Solar Active Regions*. IAU Symp. No.35, 444.
- {3} Bai, T.: 1977, Thesis (Goddard Space Flight Center)
- {4} Бейгман, И.Л.: 1974, Астрон. ж. 51, 1017.
- {5} Elwert, G., Haug, E.: 1970, *Solar Phys.* 15, 234.
- {6} Korchak, A.A.: 1974, *Comments Astrophys.Space Phys.* 6, 57.
- {7} Brown, J.C.: 1972, *Solar Phys.* 26, 441.
- {8} Мандельштам, С.Л.,: 1973, Препринт ФИАН № 26.
- {9} Héroux, J.C.: 1975, *Solar Phys.* 42, 219.
- {10} Hoynig, P., Brown, J.C., Van Beek, N.P.: 1976, *Solar Phys.* 48, 197.
- {11} Barkla, C.G.: 1906, *Proc.Roy. Soc. A* 77, 247.
- {12} Weisskopf, M.C., Berthelsdorf, R., Epstein, G., Linke, R., Mitchell, D., Novick, R., Wolff, R.S.: 1972, *Rev. Sci. Instr.* 43, 967.
- {13} Novick, R.: 1975, in Venkatesan D. ed., *Intern.Conf. X-rays in Space* (Calgary)
- {14} Novick, R., Weisskopf, M.C., Berthelsdorf, R., Linke, R., Wolff, R.S.: 1972, *Astrophys. J.* 174, L 1.
- {15} Angel, J.R.P., Weisskopf, M.C.: 1970, *Astron.Journ.* 75, 251.
- {16} Novick, R., Wolff, R.S.: 1971, in F.Labuhn, Lüst, R. eds., *New Techniques in Space Astronomy*, IAU Symp. No.41, 159.
- {17} Nakada, M.P., Neupert, W.M., Thomas, R.J.: 1974, *Solar Phys.* 37, 429.
- {18} Underwood, J., Neupert, W.M.: 1974, *Solar Phys.* 35, 241.
- {19} Tindo, I.P., Ivanov, V.D., Mandel'stam, S.L., Shuryghin, A.I.: 1970, *Solar Phys.* 14, 204.
- {20} Тиндо, И.П., Шурыгин, А.И., Савельев, В.А., Иванов, В.Д., Комяк, Н.И., Гоганов, Д.А.: 1970, Кратк. сообщ. по физике (ФИАН) № 7, 15.
- {21} Tindo, I., Shuryghin, A., Steffen, W., Görsch, R., Schmelovsky, K.-H.: 1974, *Radio, Fernsehen, Elektronik* 23, 18.

- {22} Лившиц, М.А., Тиндо, И.П.: 1976, В: *Внеатмосферн.исслед. активн. областей на Солнце* (Москва, Наука) 41.
- {23} Тиндо, И.П., Иванов, В.Д., Мандельштам, С.Л., Шурыгин, А.И., Савельев, В.А.: 1971, *Космич. исслед.* 9, 116.
- {24} Tindo, I., Ivanov, V., Mandel'stam, S., Shuryghin, A.: 1972, *Solar Phys.* 24, 429.
- {25} Mandel'stam, S., Beigman, I., Tindo, I.: 1975, *Nature* 254, No. 5499, 462.
- {26} Steffen, W.: 1975, *Radio, Fernsehen, Elektronik* 24, 303.
- {27} Tindo, I., Mandel'stam, S., Shuryghin, A.: 1973, *Solar Phys.* 32, 469.
- {28} Tindo, I., Shuryghin, A., Steffen, W.: 1976, *Solar Phys.* 46, 219.
- {29} Tindo, I., Ivanov, V., Valniček, B., Livshits, M.: 1972, *Solar Phys.* 27, 426.
- {30} Thomas, R.J.: 1975, in S.Kane, ed., *Solar Gamma-, X-, and EUV Radiation*, IAU Symp. No. 68., 25.
- {31} Brown, J.C.: 1975, in S.Kane, ed., *Solar Gamma-, X-, and EUV Radiation*, IAU Symp. No. 68., 245.
- {32} Drake, J.F.: 1971, *Solar Phys.* 16, 152.
- {33} Datlowe, D.W., O'Dell, S.L., Peterson, L.E., Elcan, M.J., 1977, *Astrophys. J.* 212, 561.
- {34} Van Beek, H.F., 1976, *Space Sci. Instrum.* 2, 197.
- {35} Сыроватский, С.И.: 1975, *Изв. АН СССР, сер. физ.* 39, 359; *Bull. USSR. Acad. Sci., Phys. Ser.* 39, 96.
- {36} Сыроватский, С.И.: 1976, *УФН* 118, 738.
- {37} Kane, S.: 1970, *Astrophys. J.* 162, 1003.
- {38} Van Beek, H.F., de Feiter, L.D., de Jager, C.: 1974, *Space Res.* XIV. 447; Van Beek, H.F., de Feiter, L.D., de Jager, C.: 1974, *Astrophys. and Space Sci. Library*, Vol. 42, 533.
- {39} Van Beek, H.F., de Feiter, L.D., de Jager, C.: 1976, *Space Res.* XVI. 819.
- {40} Brown, J.C., Hoyng, P.: 1975, *Astrophys. J.* 200, 734.
- {41} de Feiter, L.D.: 1974, *Space Sci. Rev.* 16, 3.
- {42} Vorpahl, J.A.: 1976, *Astrophys. J.* 205, 868.
- {43} Widing, K.G., Dere, K.P.: 1976, *SkyLab/ATM, Preprint NRL*



- {44} Сыроватский, С.И.: 1977, *Препринт ФИАН* № 3.
- {45} Буланов, С.В., Сасоров, П.В.: 1977, *Препринт ФИАН* № 119.
- {46} Галеев, А.А., Зеленый, Л.: 1977, *Письма в ЖЭТФ* 25, 407.
- {47} Сомов, Б.В., Тиндо, И.П.: *Космич. исслед. - в печати*
- {48} Kaplan, S.A., Tsytovich, V.N.: 1973, *Plasma Astrophysics* (Pergamon) 196.
- {49} Лившиц, М.А., Томозов, В.Н.: 1974, *Астр.ж.* 51, 560.
- {50} Shmeleva, O.P., Syrovatskii, S.I.: 1973, *Solar Phys.* 33, 341.
- {51} Сомов, Б.В., Сыроватский, С.И.: 1976, *УФН* 120, 217;  
*Sov. Phys. Usp.* 1976, 19, 813.
- {52} Švestka, Z.: 1976, *Solar Flares*, (Reidel, Dordrecht)
- {53} Сомов, Б.В., Спектор, А.Р., Сыроватский, С.И.: 1977, *Изв. АН СССР, сер. физ.* 41, 273; *Bull. USSR Acad. Sci. Phys. Ser.* in press.
- {54} Шмелева, О.П., Сыроватский, С.И.: 1976, в: *Физика солнечн. активности* (Москва, Наука) 51.

## Т А Б Л И Ц А 1

Расчетная чувствительность поляриметра ИСЗ "SMM" (OSO-K) при регистрации вспышки кл.1В (за время 20 сек) {13}.

Энергия, КэВ	Р миним.	%
5 - 8		9
8 - 12		5
12 - 16		4
16 - 22		4
22 - 30		5
30 - 50		7
50 - 100		15

ТАБЛИЦА 2.

Параметры солнечных рентгеновских поляриметров

Эксперимент	Период	Диапазон КэВ	Число кана- лов	Тип	Материал, геометр. площадь	Разреш. время	Источник
					см <sup>2</sup>	сек	
ИСЗ "Интеркосмос-1"	1969	15	1	томсон.неподвиж.	Be 50	16 (4)	{20}
Ракета "Aerobee-350"*	(1970)	5 - 80	3	томсон.вращат.	Li 300	1	{16}
ИСЗ "Интеркосмос-4"	1970	15	1	томсон.неподвиж.	Be 50	16	{20}
ИСЗ "OSO-7"	1971-72	15 - 30		томсон.неподвиж.	Be 4	15	{17, 18}
ИСЗ "Интеркосмос-7"	1972	15	1	томсон.вращат.	Be 50	16	{21, 26}
ИСЗ "Интеркосмос-11"	1974	15	1	томсон.вращат.	Be 50	16	{27, 28}
ИСЗ "Solrad-11"	1976			томсон.вращат.брэгговск.	Be 6	0.5	(в{13})
ИСЗ "Solar Maximum Mission"**		5 - 80		томсон.вращат.	Li 300		{13}

\* Фактически при солнечных вспышках измерения не проведены

\*\* Планируемый эксперимент

ТАБЛИЦА 3.

Результаты измерений поляризации со спутников "Интеркосмос-1", "-4", "-7" и "-11" ( $h\nu = 15$  KeV)

Дата	Время наблюдения рентгеновской вспышки	Максим. поляризация	Хромосферная вспышка			класс	Источник
	UT	%	начало UT	максимум UT	расст. от центра диска		
20.10.69	10:49 - 10:57		10:40	10:51	0.97	1N	
23.10.69	05:13 - 05:20	$40 \pm 20^x$	04:55E	04:56	0.33		{19, 23}
30.10.69	09:29 - 09:36		09:27	09:29	0.84	2B	
24.10.70	04:51 - 05:19	16*	04:47	05:42	0.96	2N	{22, 24}
26.10.70	02:40 - 02:54	5	02:40	02:46	0.76	1N	{22}
05.11.70	03:16 - 03:48	21*	03:10	03:23	0.60	3B	{24}
16.11.70	22:13 - 22:36	12	21:48	22:21	0.60	1N	
04.08.72	07:03 - 07:12 07:50 - 07:58	16**	06:17	06:40	0.20	3B	
07.08.72	15:10 - 15:30	4**	14:49	15:34	0.60	3B	{27}
11.08.72	12:30 - 13:00	2**	12:52	13:04	1.00	3N	
05.07.74	21:56 - 22:04	5***	21:23	21:43	0.52	2B	{28}
06.07.74	18:43 - 18:48 19:06 - 19:15	1.9*** 2.0***	18:12	19:06	0.68	1B	

x Суммарно для трех вспышек

\* Плоскость поляризации проходит через область вспышки и центр диска

\*\* По измерениям лишь двух (из трех) поляризационных каналов

\*\*\* По данным экранных секций счетчиков (рентгеновские секции дали несколько отличную величину поляризации)



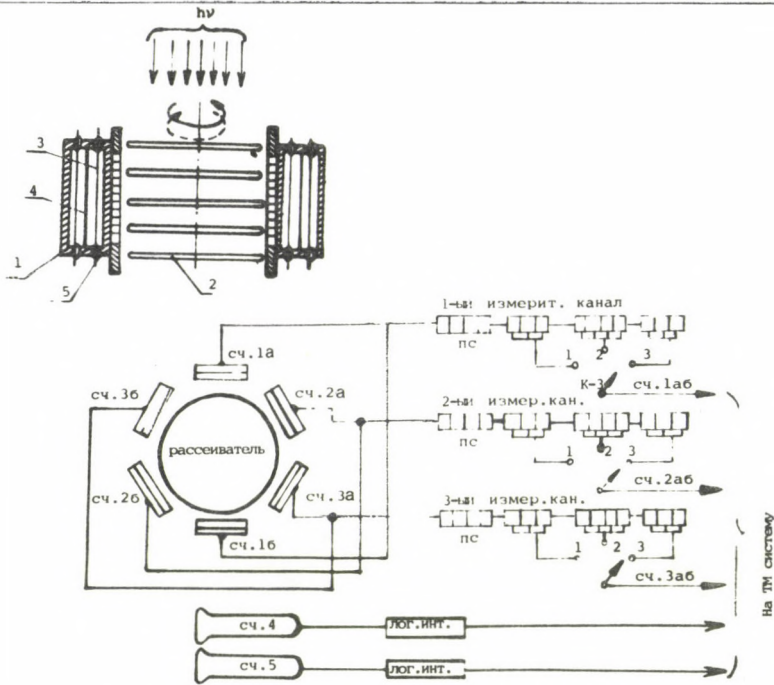


Рис. 1. Схема томсоновского поляриметра

- 1 - счетчик фотонов,
- 2 - бериллиевая пластина рассеивателя,
- 3 - рентгеновская секция,
- 4 - экранная секция,
- 5 - коллимирующее устройство.

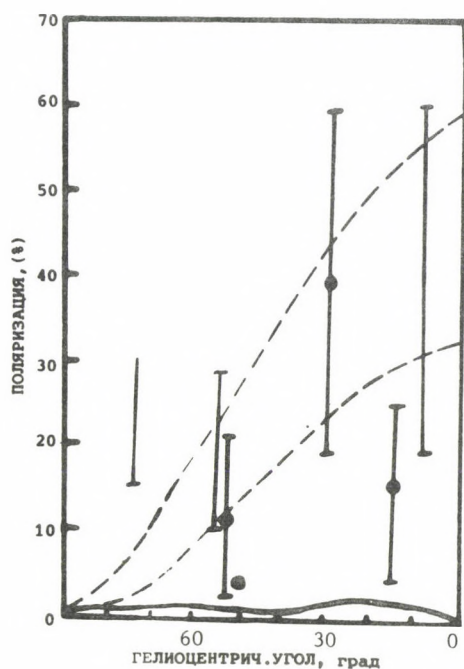


Рис. 2. Сопоставление рентгеновской поляризации, измеренной при солнечных вспышках, с расчетом ( $h\nu = 15$  КэВ {3}).

По оси абсцисс - гелиоцентрический угол  
 1 - электроны в конусе  $150^\circ < \theta < 180^\circ$ ,  
 2 - электроны в конусе  $120^\circ < \theta < 180^\circ$ ,  
 3 - изотропное распределение

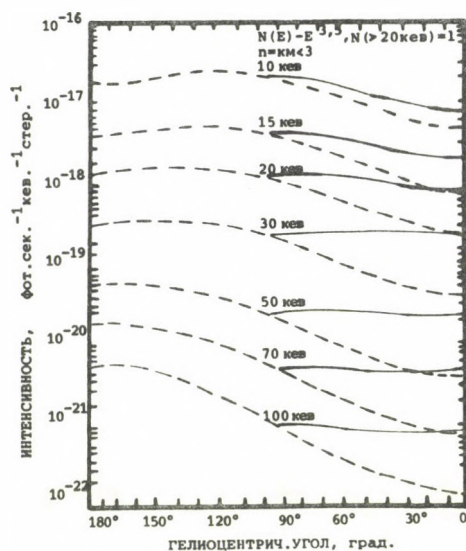


Рис. 3. Зависимость интенсивности излучения вспышки от гелиоцентрического угла [3].

Интенсивность излучения при  $h = 1 \text{ см}^{-3}$ ,  $N(E) \propto E^{-3.5}$ ,  $N(\geq 20 \text{ КэВ}) = 1$ . Сплошные линии - сумма первичного излучения и фотосферного альбеда, штриховые линии - первичное излучение.



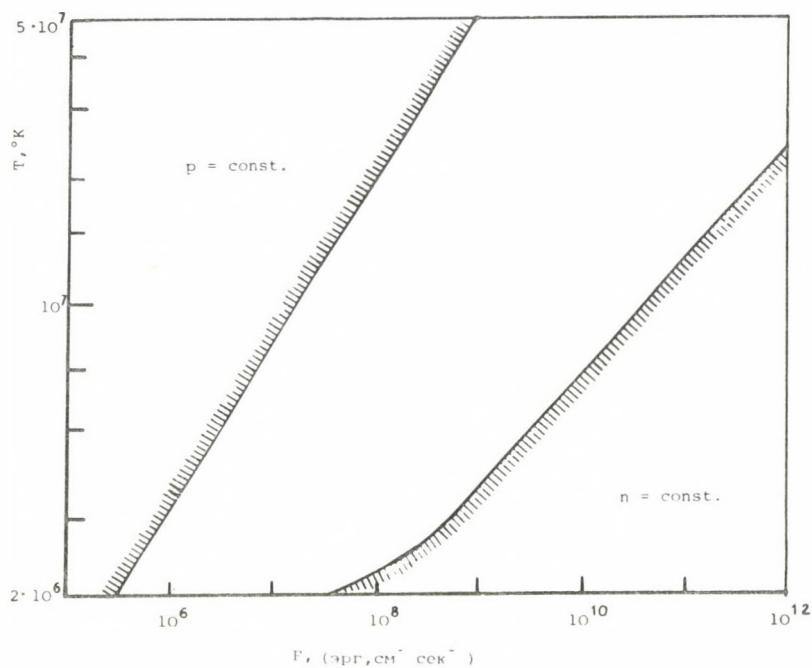


Рис. 4. Зависимость температуры прогрева хромосферы от потока энергии электронов {47}.



АНАЛИЗ ПОВЕДЕНИЯ РЕЗОНАНСНОЙ ЛИНИИ Mg XII В СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШКАХ,  
ПО ДАННЫМ СПУТНИКА ИНТЕРКОСМОС-7

Е. Я К И М Е Ц,

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego, Wrocław

И. А. Ж И Т Н И К, В. В. К О Р Н Е Е В, В. В. К Р У Т О В,  
Физический институт им. П.Н.Лебедева АН СССР, Москва

Б. С И Л Ь В Е С Т Е Р, Я. С И Л Ь В Е С Т Е Р  
Centrum Badani Kosmicznych PAN, Wrocław

ANALYSIS OF BEHAVIOUR OF THE Mg XII RESONANCE LINE  
IN SOLAR FLARES, FROM INTERCOSMOS-7 SATELLITE OBSERVATIONS

Ж. Я К И М И Е Ц,

Astronomical Institute of Wrocław University, Wrocław

И. А. З H И Т Н И К, V. V. K O R N E E V, V. V. K R U T O V,  
P.N.Lebedev Physical Institute, Academy of Sciences of the USSR, Moscow

B. S Y L W E S T E R, J. S Y L W E S T E R  
Space Research Center of Polish Academy of Sciences, Wrocław

Abstract:

*The ratio of the Mg XII resonance line intensity to the intensity of the adjacent continuum has been used as a diagnostic criterion for hot flare plasma. Increased values of the ratio, which often occur during flares, indicate that in these cases the temperature distribution of the plasma is not a monotonically decreasing function of temperature and the bulk of the X-ray emitting plasma is at temperatures between  $6-10 \times 10^6$  K. In those cases when the increased values of the ratio occur during phase of fast increase of the flare emission, they may be due to strong non-stationarity of the ionization processes.*



Один из рентгеновских спектрометров, изготовленных в ФИАН и помещенных на спутнике "Интеркосмос 7", был предназначен для записи профилей резонансной линии  $Mg XII\ 8.42\ \text{\AA}$ . Наблюдения проводились с июля до сентября 1972 г., охватывая период сильных солнечных вспышек в августе того года. Обычно запись исследуемой линии проводилась несколько раз в сутки, но при высокой вспышечной активности частота наблюдений увеличивалась. Некоторое число полученных записей линии  $Mg XII$  попадало на разные фазы солнечных вспышек.

Исследуемую линию  $Mg XII\ 8.42\ \text{\AA}$  излучают более интенсивные корональные конденсации, а во время вспышек она сильно усилена. Интенсивность этой линии является чувствительным показателем содержания горячей плазмы ( $T \geq 4 \times 10^6 K$ ) в излучающей области.

Часть полученного наблюдательного материала исследовалась в работе [1]. В частности, в той работе было показано, что совместное использование интенсивностей исследуемой линии и соседнего непрерывного спектра дает интересные возможности исследования вспышечной плазмы. Настоящая работа является продолжением тех исследований.

Использование отношения интенсивности линии к интенсивности непрерывного спектра,  $F_L/F_C$ , для диагностики вспышечной плазмы состоит в следующем:

Если плазма находится в постоянных физических условиях или же эти условия меняются достаточно медленно, выполняются два основных предположения:

- (1) максвелловское распределение частиц по энергиям ("термическая" плазма);
- (2) плазма квазистационарна, в том смысле, что населенности отдельных энергетических уровней определяются по уравнениям статистического равновесия атомных процессов.

На рис. I приведена зависимость интенсивности исследуемой линии  $Mg XII$  и близлежащего непрерывного спектра от температуры для такой плазмы (по вычислениям Меве [2]). Видно, что для квазистационарной, термической плазмы отношение  $F_L/F_C$  не может превышать некоторого максимального

значения  $\alpha$  т.е.  $F_L / F_C \leq \alpha$ . Это максимальное значение  $\alpha$  достигается для изотермической плазмы, находящейся в определенной температуре ( $T \approx 8-9 \times 10^6 \text{ K}$ ). Поэтому понятно, что если в излучающей области имеется некоторое распределение плазмы по температуре, то  $F_L / F_C < \alpha$ . В частности, если распределение дифференциальной меры эмиссии по температуре,  $\phi(T)$ , является монотонически убывающей функцией (как это часто предполагают для рентгеновских вспышек), то  $F_L / F_C < b$  где  $b$  — некоторое определенное значение,  $b < \alpha$ .

Значения параметров  $\alpha$  и  $b$  надо определять по теоретическим вычислениям интенсивностей линии и непрерывного спектра. В работе [1], пользуясь вычислениями [2], получено:  $\alpha \approx 0.6$ ,  $b \approx 0.3$  (значение  $b$  определялось в предположении, что функция  $\phi(T)$  уменьшается экспоненциально).

Из этих рассуждений следует, что если полученное из наблюдений значение  $F_L / F_C$  попадает в интервал  $b < F_L / F_C < \alpha$  мы имеем основания утверждать, что в этом случае распределение плазмы по температуре,  $\phi(T)$ , не является монотоническим и оно имеет существенный максимум в области температур  $T \approx 6-10 \times 10^6 \text{ K}$ . Если же  $F_L / F_C > \alpha$ , то это означало бы, что предположения (1)–(2), на которых основаны вычисления интенсивностей, в этом случае не выполняются.

Во время фазы быстрого возрастания интенсивности вспышечного излучения возможно нарушение предположения (2) о квазистационарности. Время установления ионизационного равновесия для Mg XII  $\tau_i \sim 6 \times 10^{11} / N_e$  сек, где  $N_e$  — электронная плотность, (для этой оценки принято  $T_e \approx 10 \times 10^6 \text{ K}$ ). Если в области излучающей исследуемую линию, плотность достаточно низкая,  $N_e \sim 10^{10} \text{ см}^{-3}$ ,  $\tau_i$  будет сравнимо с характерным временем нарастания мягкого рентгеновского излучения вспышки (нагрева плазмы), которое порядка десятков секунд или нескольких минут. В таком случае ионизационное равновесие может не успевать устанавливаться.

Поэтому в работе [3] исследовалось как сильно нарушение предположения (2) влияет на интенсивность линии Mg XII и отношение  $F_L / F_C$ . На рис. 2 приведен пример



полученных результатов. Принималось, что сильное увеличение температуры происходит в течение 10 сек (ход температуры показан в верхней части рисунка). Получено, что при плотностях  $n_e \geq 10^{12} \text{ см}^{-3}$  изменения происходят квазистационарно, т.е. состояние ионизации успевает приспособливаться к быстро возрастающим значениям электронной температуры. После достижения температуры около  $10 \times 10^6 \text{ K}$ , интенсивность линии начинает падать из-за перехода магния в более высокое ионизационное состояние  $\text{Mg XII} \rightarrow \text{XIII}$  (кривая "quasi-stationary"). При плотностях  $n_e \sim 10^{10} \text{ см}^{-3}$  изменения явно нестационарны. Ионизация не поспевает за ростом температуры, переход магния в состояние  $\text{Mg XIII}$  запаздывает, возбуждения же возрастают, так как они "моментально" приспособляются к актуальному значению температуры. В результате мы имеем дело с непрерывным ростом интенсивности линии  $\text{Mg XII}$  (кривая "non-stationary") и она достигает значений в несколько раз более высоких, чем максимальное значение допустимое для квазистационарной плазмы (сравни обе кривые на рис. 2; эти кривые рассчитаны для произвольно принятого, постоянного значения меры эмиссии).

Из приведенного примера видно, что в случае нестационарной плазмы эффективность излучения данной линии может достигать максимума в области очень высоких температур и в связи с этим нестационарная плазма может излучать существенно более высокие интенсивности, чем это возможно в квазистационарном случае. Что касается значений отношения  $F_L/F_C$  то для них увеличение не будет так существенным, как приведенное увеличение  $F_L$ , так как синхронно с ростом температуры возрастает также интенсивность непрерывного спектра,  $F_C$ .

Из вышеприведенного наблюдательного материала были выбраны все записи линии  $\text{Mg XII}$ , полученные во время солнечных вспышек, для которых можно было надежно определить также интенсивность соседнего непрерывного спектра. На рис. 3 приведена гистограмма распределения полученных значений  $F_L/F_C$ . На этом рисунке отмечены также граничные значения,  $a$  и  $b$ , этого отношения, о которых говорилось выше (верти-

кальные линии "max.for stationary plasma" и "max.for  $\alpha$  - models").

Принимая более высокое содержание магния в солнечной атмосфере и используя более новые значения эффективных сечений для водородоподобных ионов, мы получили бы более высокие значения  $a$  и  $b$  (увеличение до 50%), что соответствует перемещению "граничных значений" на рис. 3 направо. Поэтому мы приходим к выводу, что в полученных данных мы не находим настолько высоких значений  $F_L/F_C$ , чтобы их можно было несомненно отнести к случаю  $F_L/F_C > a$  (для таких случаев следовало бы предположить, что значительный вклад в возбуждение исследуемой линии дают нетермические электроны).

С другой стороны, наши данные уверенно показывают, что довольно часто для вспышек встречаются значения  $F_L/F_C > b$  свидетельствующие о том, что вспышечная плазма не имеет монотонического распределения по температуре и основная масса плазмы, излучающей мягкое рентгеновское излучение, находится в температурах  $6-10 \times 10^6$  К.

Большинство случаев, когда  $F_L/F_C > b$ , попадает на фазу затухания вспышек. Для них только что приведенная интерпретация вполне однозначна и подтверждается другими исследованиями (см. напр. [4]). Однако три случая  $F_L/F_C > b$  попадают на максимумы интенсивности мягкого рентгеновского излучения, достигаемые после быстрого роста интенсивности. Согласно предыдущим рассуждениям, возможно, что в этих случаях высокие значения  $F_L/F_C$  вызваны нестационарным режимом исследуемой плазмы. Разрешение этой неоднозначности для таких случаев можно будет получить в будущем на основании исследований рентгеновских спектров, содержащих большое количество линий и полученных в конце фазы быстрого возрастания интенсивности вспышечного излучения.



## Л и т е р а т у р а

- {1} Jakimiec, J., Korneev, V.V., Krutov, V.V., Zhitnik, I.A., Płocieniak, S., Sylwester, B., Sylwester, J.: 1975, *Solar Phys.* 44, 391.
- {2} Mewe, R.: 1972, *Solar Phys.* 22, 459.
- {3} Jakimiec, J., Mewe, R., Schrijver, J.: 1977, *Solar Phys.* (submitted)
- {4} Jakimiec, J., Neupert, W.M., Sylwester, B., Sylwester J.: 1977, *Solar Phys.* (submitted)

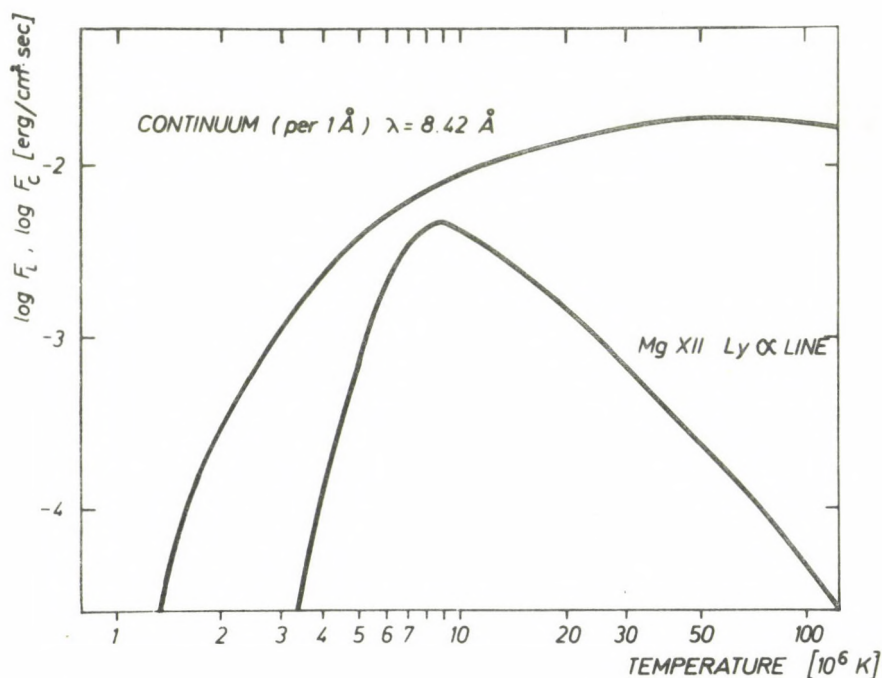


Рис. 1. Поток энергии в линии Mg XII 8.42 Å и в непрерывном спектре поблизости этой линии, в зависимости от температуры плазмы - согласно результатам работы {2} (принята мера эмиссии =  $10^{50} \text{ cm}^{-3}$ , расстояние до наблюдателя = 1 астрон. ед.).

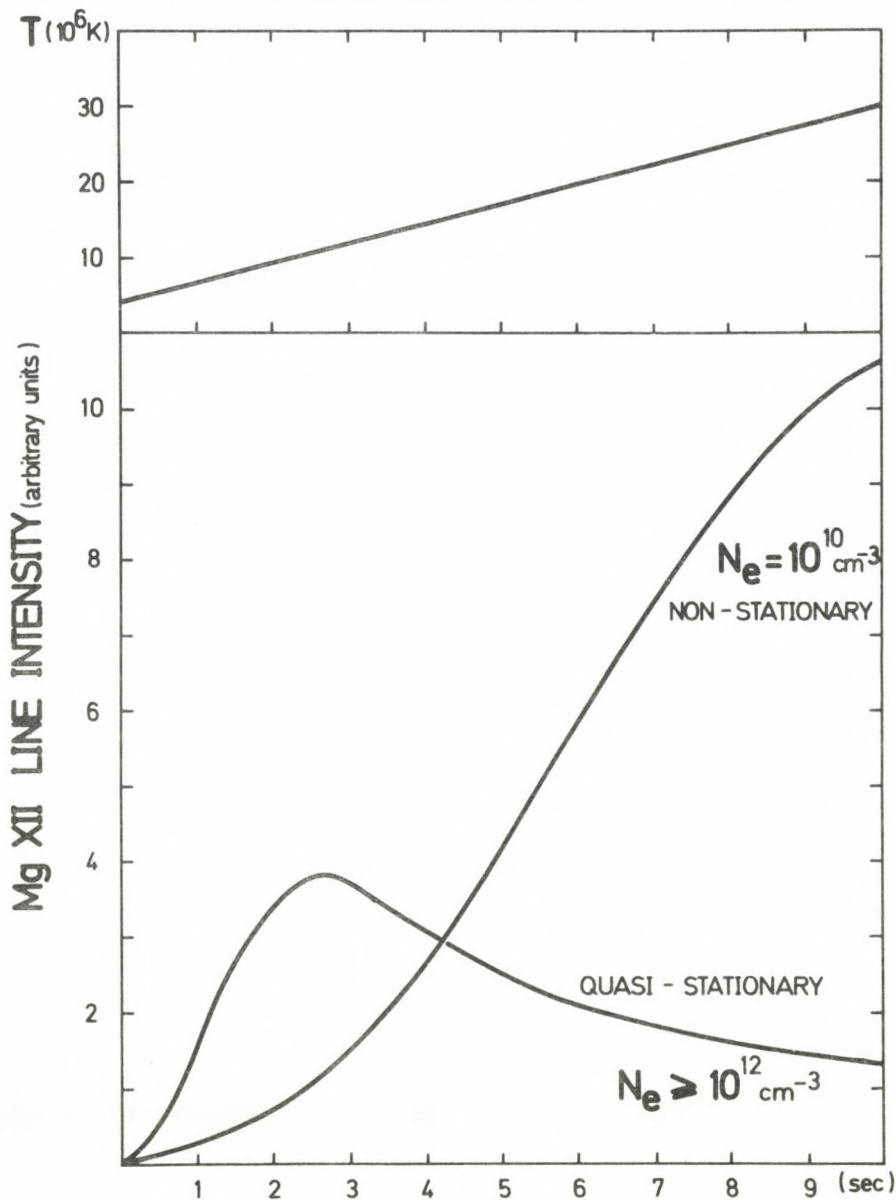


Рис. 2. Ход интенсивности линии Mg XII 8.42 Å во время быстрого нагрева плазмы - по результатам работы {3}. Показан квазистационарный и явно нестационарный случаи. В верхней части рисунка приведен принятый ход температуры со временем.

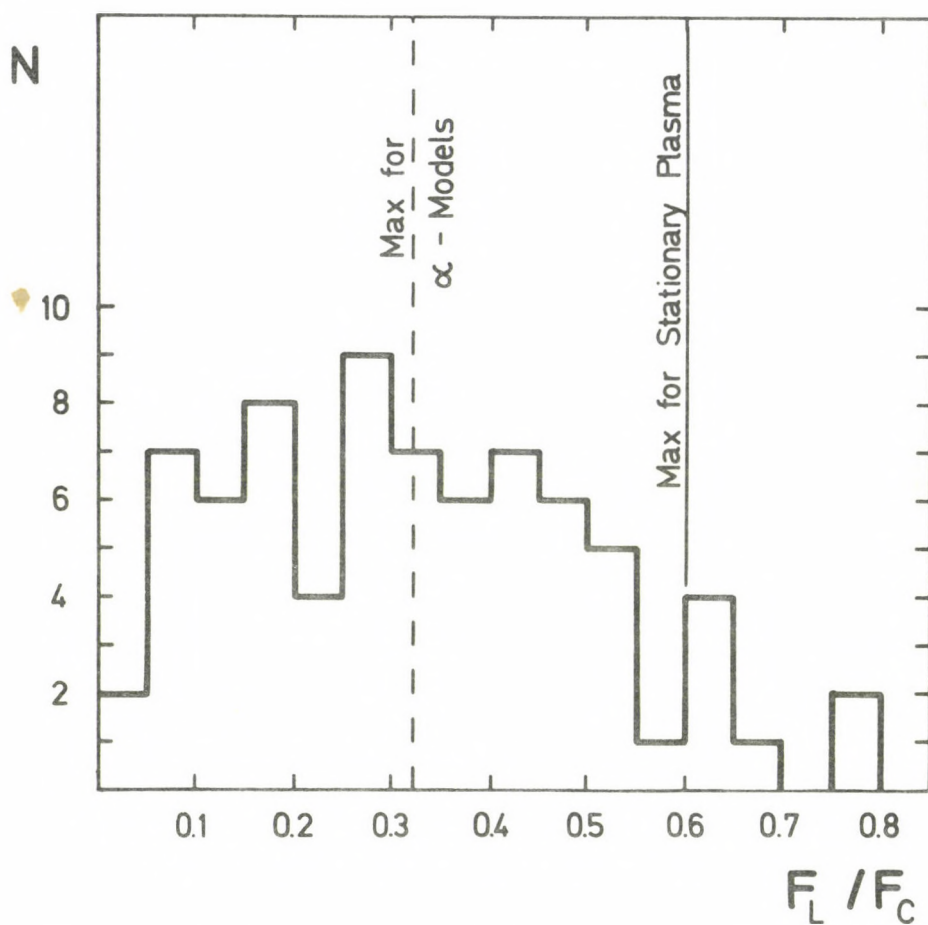


Рис. 3. Распределение значений отношения  $F_L / F_C$  полученных для солнечных вспышек.



ВРЕМЕННЫЕ ИЗМЕНЕНИЯ ВЫСОКОТЕМПЕРАТУРНОЙ ПЛАЗМЫ  
В СОЛНЕЧНЫХ ВСПЫШКАХ

Б. СИЛЬВЕСТЕР\*, И. А. ЖИТНИК<sup>+</sup>, В. В. КОРНЕЕВ<sup>+</sup>,  
В. В. КРУТОВ<sup>+</sup>, Я. СИЛЬВЕСТЕР\*, Е. ЯКИМЕЦ\*

\* Centrum Badani Kosmicznych PAN, Wrocław

+ Физический институт им. П.Н.Лебедева АН СССР, Москва

\* Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego, Wrocław

TIME VARIATIONS OF HIGH-TEMPERATURE PLASMA IN SOLAR FLARES

Б. SYLWESTER\*, И. А. ZHITNIK<sup>+</sup>, V. V. KORNEEV<sup>+</sup>,  
V. V. KRUTOV<sup>+</sup>, J. SYLWESTER\*, J. JAKIMIEC\*

\* Space Research Center of Polish Academy of Sciences, Wrocław

+ P.N.Lebedev Physical Institute, Academy of Sciences of the USSR, Moscow

\* Astronomical Institute of Wrocław University, Wrocław

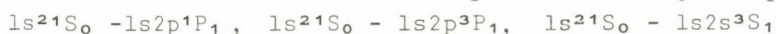
Abstract:

*Results of an analysis of about 20 spectra in the vicinity of 1.9 Å for 3 solar flares are given. The spectra were obtained aboard the Intercosmos-4 satellite. The most prominent lines in those spectra are the resonance lines of helium-like ions of iron and their satellite lines. Ly-alpha lines of hydrogenic ions of iron and K-alpha, K-beta lines of low states of ionization of this element (Fe II - Fe XVII) are also visible. A comparison of the time history of the line fluxes in 1.7 - 1.95 Å range with the soft X-ray fluxes 1 - 8 Å and with the hard ones  $\lambda < 1$  Å has been made. The analysis confirms some earlier results relating to the occurrence of various types of radiation in solar flares and gives evidence of the thermal character of emission in the vicinity of 1.9 Å.*

Один из спектрометров установленных на борту спутника ИНТЕРКОСМОС 4 был снабжен плоским кристаллом кварца с постоянной решётки  $a = 4.246 \text{ КХ}$  и был предназначен для получения спектров солнечных вспышек в области  $1.7 - 1.95 \text{ \AA}$ . Разрешение в этом эксперименте определялось скоростью сканирования, которая для разных сканов была разной (при большой скорости не все линии разрешаются). Для спектров представленных на рис. 1 а, б угловая скорость сканирования составляла:  $1.1 \cdot 10^{-3}$ ,  $3.0 \cdot 10^{-4}$ ,  $1.1 \cdot 10^{-3}$ ,  $3.8 \cdot 10^{-4}$ ,  $3.2 \cdot 10^{-4}$ ,  $6.4 \cdot 10^{-4}$  рд/сек соответственно.

Спутник был запущен 14 октября 1970 г. и проработал около 2 месяцев. Подробное описание работы спектрометра можно найти в работе [1]. Всего за время работы спутника с помощью этого спектрометра получено около 20 спектров разной интенсивности. В этой работе анализируются спектры зарегистрированные во время трёх рентгеновских всплесков сопровождавших оптические вспышки разных баллов. Были получены спектры так на фазе роста, как и на фазе затухания вспышек.

На рис. 1а, б в качестве примеров показаны спектры области  $1.7 - 1.95 \text{ \AA}$  полученные во время фазы роста всплеска сопровождавшего вспышку балла 2N, которая произошла на Солнце 24.10.1970 г. Спектры включают резонансную ( $1.850 \text{ \AA}$ ), интеркомбинационную ( $1.858 \text{ \AA}$ ) и запрещённую ( $1.868 \text{ \AA}$ ) линии гелиоподобного железа, которые соответствуют переходом:



соответственно. Резонансная линия по своей интенсивности не является доминирующей линией в области  $1.7 - 1.95 \text{ \AA}$  и составляет лишь около 5% общего потока в этой области.

Довольно сильные линии в этой области это сателлиты обусловленные переходами с автоионизационных уровней лите-, бериле- и бороподобных ионов железа. Большая интенсивность сателлитов в этой области объясняется тем обстоятельством, что для высоких атомных номеров  $Z$  вероятность излучательного перехода становится больше вероятности автоионизационного распада. Одна из самых сильных сателлитарных линий  $1.866 \text{ \AA}$  (рис. 1б) достигает иногда интенсивности резонансной линии



$1.850 \text{ \AA}$  или даже её превышает. Следует отметить, что возбуждение этой линии происходит целиком за счёт механизма диэлектронной рекомбинации и её наблюдение в спектре Солнца является прямым доказательством существенной роли этого механизма в корональных условиях. Что касается остальных сателлитов, то помимо диэлектронной рекомбинации дополнительный вклад в их интенсивность может возникать в процессе прямого возбуждения электронов из внутренней оболочки. Относительные интенсивности сателлитарных линий свидетельствуют о наличии в излучающей области температур порядка  $15 - 20 \cdot 10^6 \text{ K}$ . Около  $0.075 \text{ \AA}$  от резонансной линии ( $1.850 \text{ \AA}$ ) в сторону коротких волн попадает небольшая, но повторяющаяся спектральная особенность, которую мы идентифицировали с линией  $\text{Ly}\alpha$  (переход  $1s^2s \frac{1}{2} - 2p^2p \frac{3}{2}, \frac{1}{2}$ ) водородоподобного железа. Присутствие этой линии на ряде спектров указывает на наличие в излучающей области очень горячей плазмы с температурой порядка  $70-80 \cdot 10^6 \text{ K}$ , или нетеплового, энергетического "хвоста" в распределении электронов. Отметим также довольно интенсивную структуру в районе  $1.79-1.84 \text{ \AA}$  появляющуюся на ряде спектров. В настоящее время не представляется возможным объяснить эти максимумы линиями железа. Важно подчеркнуть, что структуру в области  $1.80 \text{ \AA}$ , совпадающую по длинам волн с сателлитами линии  $\text{Ly}\alpha$  невозможно отождествить с последними, так как это потребовало бы температуры порядка  $20 \cdot 10^6 \text{ K}$  что трудно согласовать с температурой оценённой по интенсивности линии  $\text{Ly}\alpha$ . Структуры налево от линии  $\text{Ly}\alpha$  ( $1.72 - 1.76 \text{ \AA}$ ) попадают в область  $\text{K}\beta$  линии ионов железа низкой степени ионизации ( $\text{FeII} - \text{FeXVII}$ ). Излучение этих линий может возникать путём проникновения пучка быстрых электронов в холодную, более плотную плазму содержащую железо низкой степени ионизации. Наблюдающаяся в спектрах повышенная интенсивность в широкой области вблизи  $1.91 - 1.94 \text{ \AA}$  попадает по длинам волн на линии  $\text{K}\alpha$  испускаемые ионами малой кратности железа, наблюдавшиеся в лабораторных спектрах. Как видно из рис. 1а, б интенсивность линии  $\text{Ly}\alpha$  резко



убывает за короткий промежуток времени и одновременно можно заметить изменения потока в области сателлитарных линий излучаемых ионами всё меньшей степени ионизации. Это указывает на нестационарные условия в плазме.

Общей характеристикой излучающей области может служить полный поток излучения во всех линиях попадающих в интервал  $I.7-I.95 \text{ \AA}$ . На основании абсолютного потока в резонансной линии  $I.850 \text{ \AA}$ , которая всегда чётко выделяется на наших спектрах мы вычислили минимальную меру эмиссии, то есть нижнюю границу содержания горячей плазмы в излучающей области (для этой оценки принималась температура  $T = 65 \cdot 10^6 \text{ K}$ , на основании работы {2}).

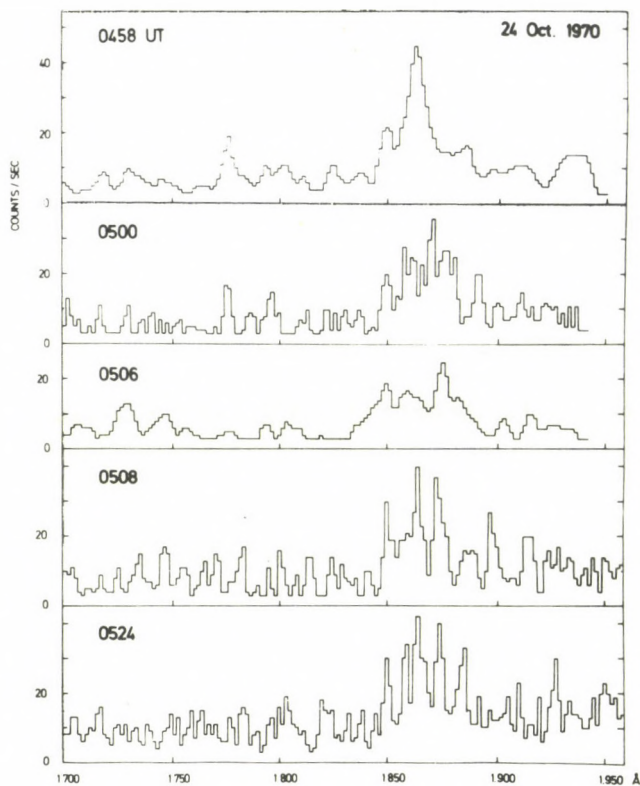
На рис. 2 показаны временные изменения потока  $I.70-I.95 \text{ \AA}$  и минимальной меры эмиссии для вспышки балла 2N (24.IO.I970), которой спектры представлено на рис. 1а,б. На рис. 2 приведен также ход потока  $I - 8 \text{ \AA}$  зарегистрированный спутником Solrad 9 {3}, который представляет собой удобный сравнительный материал для всех наблюдений вспышек. На рисунке показано также ход потока более твёрдого излучения:  $0.3 - 3 \text{ \AA}$ , зарегистрированного спутником Vela VI {4} и  $0.6 - 1 \text{ \AA}$ , зарегистрированного счётчиками фотонов работавшими с поляриметром разработанным в физическом Институте АН СССР {6} и установленном на том же спутнике. На рис. 3 и 4 представленные те же характеристики для вспышек 3В (5.II.I970) и 2В (16.II.I970) соответственно. Для этих вспышек характеристикой твёрдого излучения являются записи спинтиляционного фотометра ( $h\nu > 52 \text{ KeV}$ ) изготовленного в Чехословакии и установленного на спутнике ИНТЕРКОСМОС 4 {5}. Следует отметить, что для этих 2 вспышек максимумы потока жёсткого рентгеновского излучения ( $h\nu > 52 \text{ KeV}$ ) точно совпадают по времени с максимумами  $H\alpha$  вспышек. Длительность жёстких рентгеновских всплесков составляет в этих случаях  $\sim 20$  минут. Анализ рисунков 2,3,4 подтверждает некоторые раньше установленные общие выводы связанные с появлением разных типов излучения во вспышках, например что мягкое рентгеновское излучение появляется раньше "жёсткой" фазы и

затухает существенно медленнее, то есть продолжается дольше. Излучение линий попадающих в интервал  $1.7 - 1.95 \text{ \AA}$  является термическим, в пользу чего свидетельствуют два фактора:

- 1) сходство с кривыми представляющими ход более мягкого ( $1 - 8 \text{ \AA}$ ), для которого предположение о термическом происхождении полностью оправдано
- 2) относительная интенсивность спутников — теоретические расчёты показывают, что она падает с ростом температуры и в случае нетермического излучения была бы на много меньше, чем наблюдается.

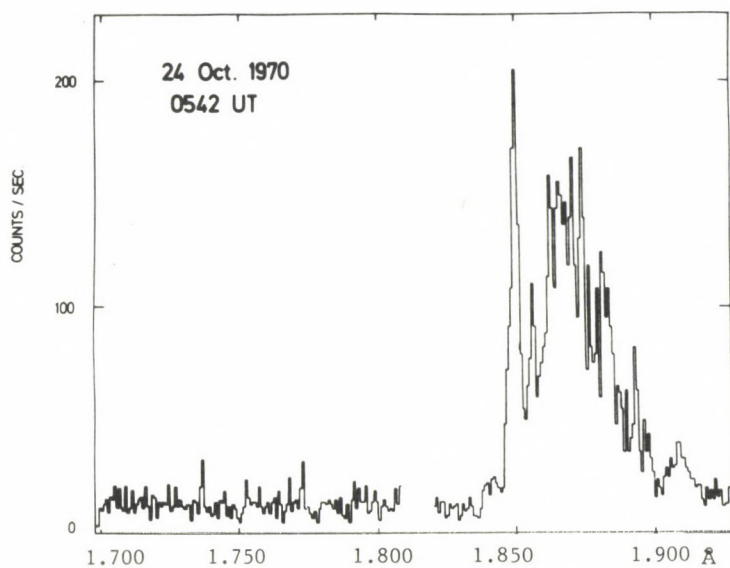
#### Л и т е р а т у р а

- {1} Grineva, Yu.I., Karev, V.I., Korneev, V.V., Krutov, V.V., Mandel'stam, S.L., Vainstein, L.A., Vasilyev, B.N., Zhitnik, I.A.: 1972, *Space Res.* XII. 1553.
- {2} Mewe, R.: 1972, *Solar Phys.* 22, 459.
- {3} *Solar-Geophysical Data*, Nos. 320, 321, Parts II.
- {4} *Vela V and VI Solar X-Ray Atlas* (Los Alamos Scientific Laboratory of the University of California)
- {5} Лившиц, М.А., Банин, В.Г., Вальничек, Б., Гусаров, Ю.М., Иванов, Е.В., Коробова, З.Б., Нефедьев, В.П., Слоним, Ю.М., Чистяков, В.Ф.: 1972, *Солнечно-Земная Физика* (ИЗМИРАН) 3, 17.
- {6} Tindo, I.P., Ivanov, V.D., Mandel'stam, S.L., Shuryghin, A.I.: 1972, *Solar Phys.* 24, 429.

*Рис. 1а.*

*Рис. 1а. и 1б.* Спектры области 1.7 - 1.95 Å для разных моментов во время фазы роста вспышки балла 2N, которая произошла на Солнце 24.10.1970 г.





*Puc.16.*

24 Oct. 1970

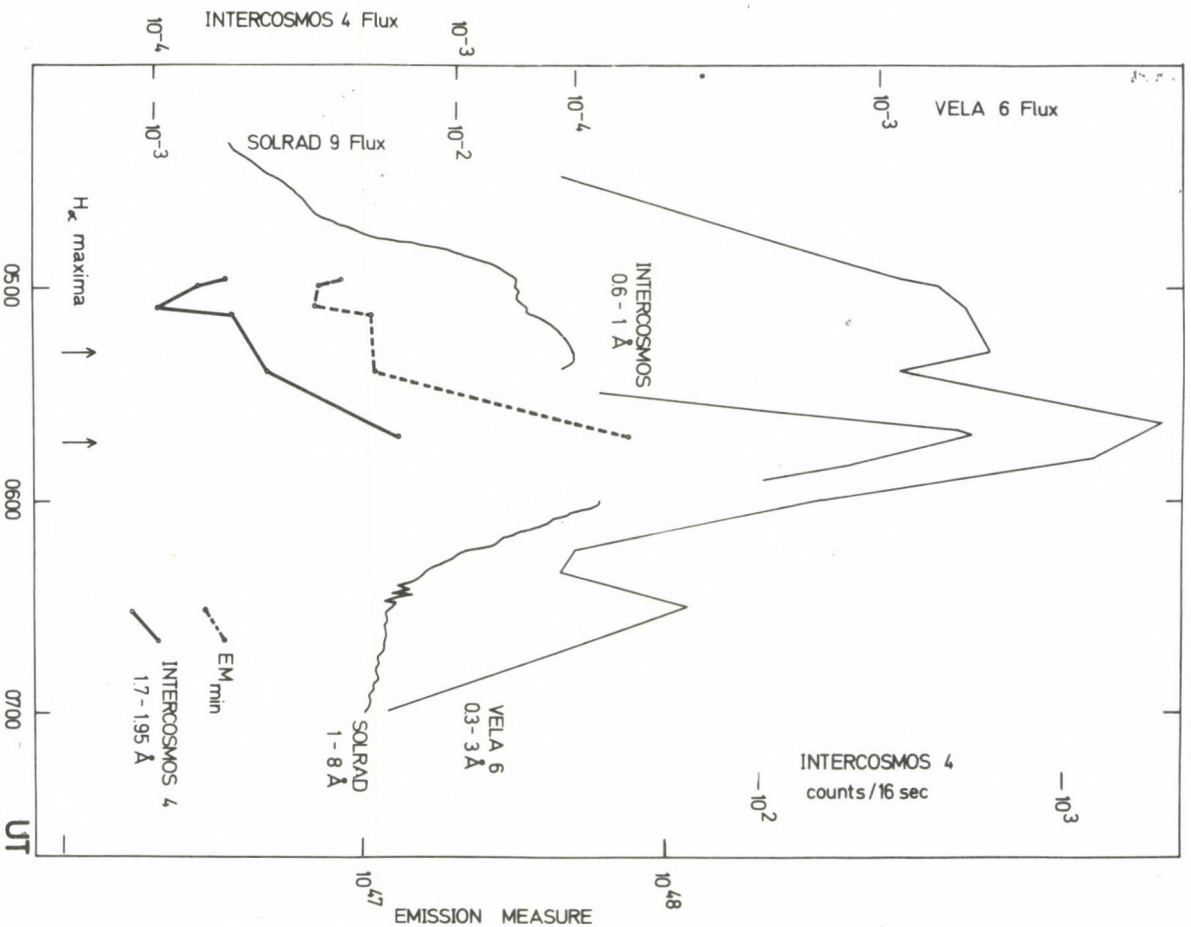


Рис. 2. Временные изменения потока 1.7 - 1.95 Å, минимальной меры эмиссии и потоков более мягкого и твердого излучения (смотри текст) для вспышки 2N - 24.10.1970.

5 Nov. 1970

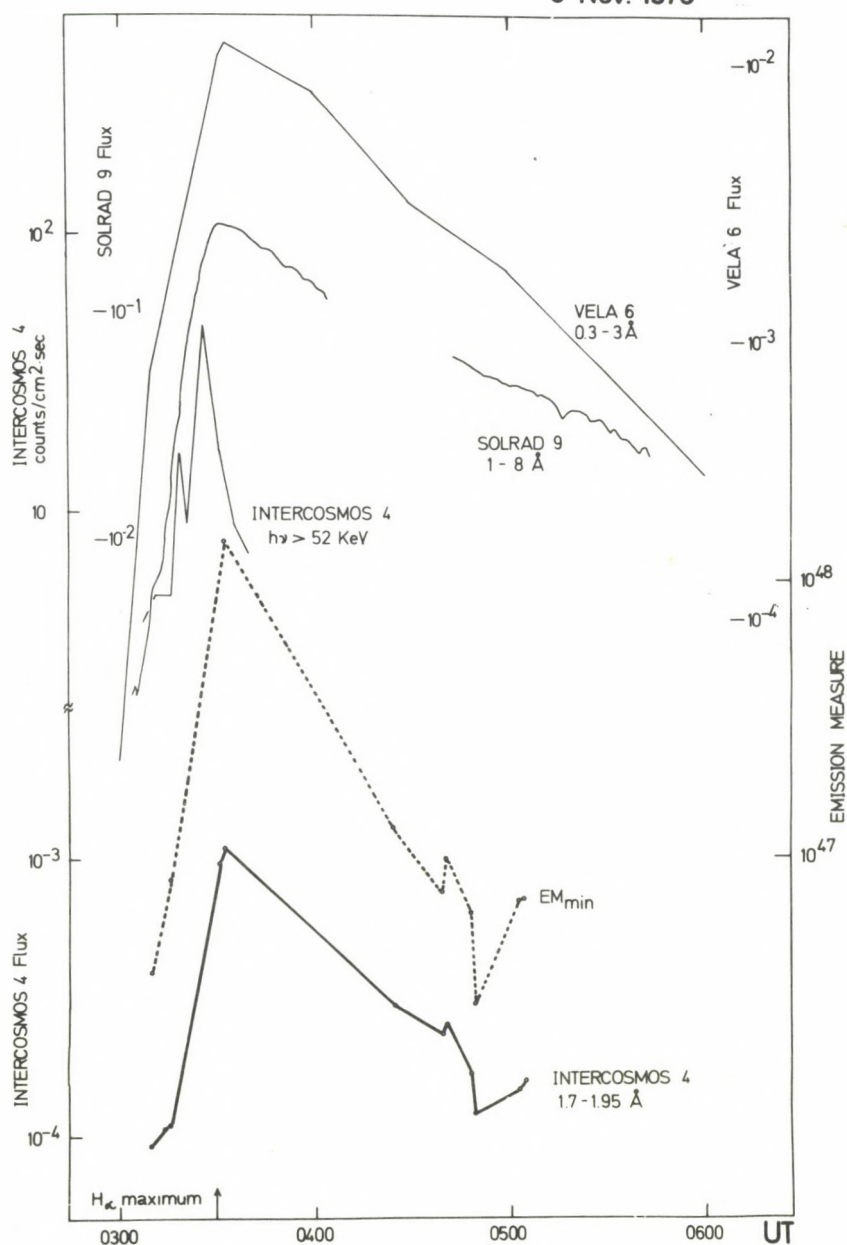


Рис. 3. Вспышка ЗВ - 5.11.1970. (См. Рис. 2.)



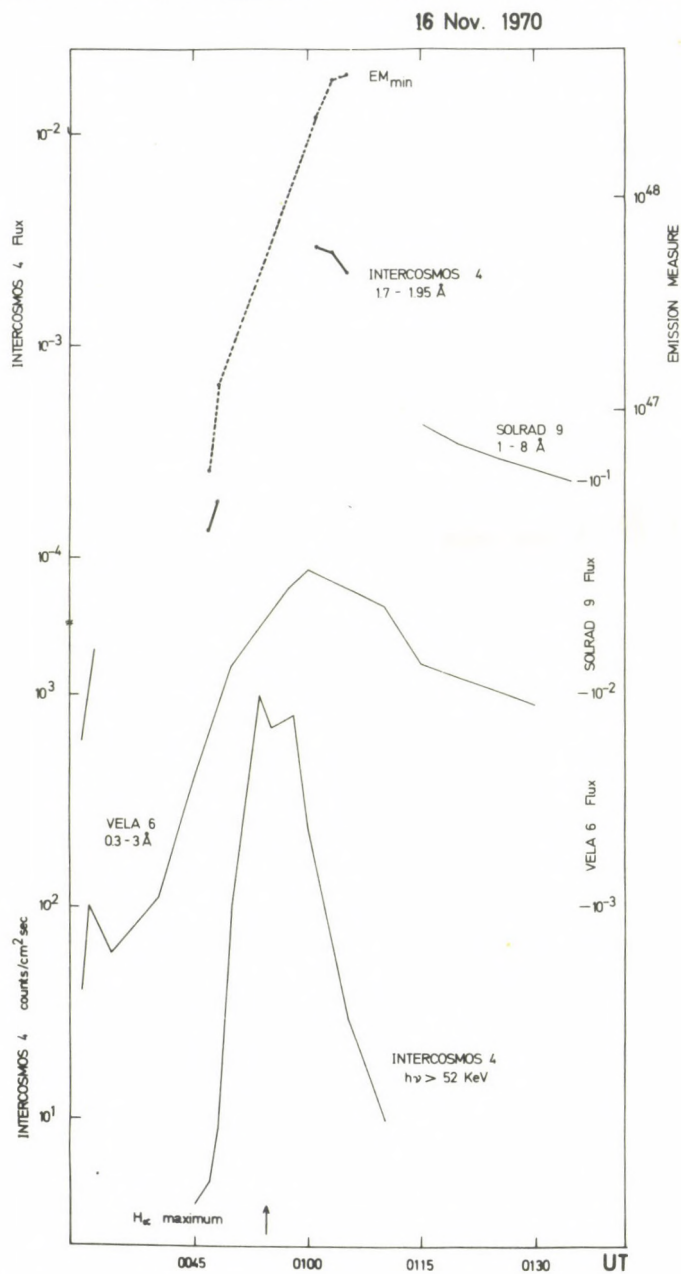


Рис. 4. Вспышка 2 В - 16.11.1970. (См. Рис. 2.)

ОБСУЖДЕНИЕ МЕТОДОВ ОПРЕДЕЛЕНИЯ МОДЕЛЕЙ ТЕМПЕРАТУРНОГО  
РАСПРЕДЕЛЕНИЯ КОРОНАЛЬНОЙ ПЛАЗМЫ ПОЛУЧАЕМЫХ  
ПО РЕНТГЕНОВСКИМ СПЕКТРАМ

Я. С И Л Ь В Е С Т Е Р, Б. С И Л Ь В Е С Т Е Р  
Centrum Badani Kosmicznych PAN, Wrocław

DISCUSSION OF THE METHODS OF DETERMINING THE TEMPERATURE MODELS  
OF CORONAL ACTIVE REGIONS FROM THE X-RAY SPECTRA

J. S Y L W E S T E R, B. S Y L W E S T E R  
Space Research Center of the Polish Academy of Sciences, Wrocław

Abstract:

*The paper describes methods of determining the models of coronal active regions, which are used at the present time. These methods are based on the measurements of the absolute intensities of the X-ray lines, and are used as a frame of reference for the new method (iterative procedure) for determining such models. An analysis of the possibility of application of the iterative procedure for determining the non-flaring active region models was made. As an example, calculations of the active region model based on the X-ray spectrum published by Walker et al. have been made.*

Основной задачей анализа интенсивности линии в рентгеновских спектрах активных областей короны является построение модели излучающей области. В случае корональных областей термическая модель обозначает распределение меры эмиссии по температурах. Модель удобно описывать с помощью функции  $\phi(T)$  которая является производной меры эмиссии по температуре

$$\phi(T) = \frac{d \int n_e^2 dV}{dT},$$

и называется дифференциальной мерой эмиссии. Можно показать, что в данной температуре дифференциальная мера эмиссии это произведение полного количества электронов  $N(T)$  в данной температуре  $T$  на их среднюю концентрацию  $\bar{n}(T)$ :

$$\phi(T) dT = N(T) \cdot \bar{n}(T) dT \quad (I).$$

Таким образом увеличение дифференциальной меры эмиссии можно получить или путём увеличения числа электронов или их средней концентрации.

Поток излучения в рентгеновской линии можно связать с моделью области выражением:

$$F^k = A^k \int_0^\infty f^k(T) \phi(T) dT \quad (2)$$

Индексом  $k$  обозначена линия.  $A^k$  это обилие элемента "создающего" эту линию по отношению к водороду,  $f^k(T)$  это функция эмиссии. Она определяет поток излучения в данной линии на расстоянии  $I$  а.е., излучаемый плазмой с единичной мерой эмиссии и температурой  $T$ , в предположении, что обилие элемента по отношению к водороду  $= I$ . Функции эмиссии для разных температур вычисляются теоретически в предположении стационарности. Таблицы этих функций для разных линий можно найти в работе (I). Таким образом проблема определения модели излучающей области на основании наблюдаемых потоков в линиях сводится к решению системы интегральных уравнений типа (2) для тех базовых линий, для которых: а) хорошо знаем функции эмиссии  $f^k(T)$  б) уверенно определяем абсолютные потоки  $F^k$  на основании наблюдаемого спектра. В качестве



базовых линий обычно используем самые сильные линии в спектре, то есть линии соответствующие резонансным переходам в водородо- и гелиоподобных ионах (для них справедливы условия а, б). Общее решение системы интегральных уравнений типа (2) очень сложное. До сих пор было предложено несколько методов решения этой системы.

Потташ (2) для переходной области хромосфера — корона предложил, чтобы функцию  $f^k(T)$  приблизить прямоугольной функцией  $p^k(T)$  с шириной  $\Delta^k T$  определённой температурами  $T_1$  и  $T_2$  для которых  $f^k(T_{1,2}) = 1/3 f_{\max}^k(T)$  и высотой  $0.7 f_{\max}^k(T)$ . Схематически это показано на рис. I. При таких условиях меру эмиссии  $\phi(T)$  в диапазоне  $\Delta^k T$  можно на основании выражений (2) связать с измеряемыми абсолютными потоками  $F^k$  выражением:

$$\phi^k(T) \Delta^k T = \frac{F^k}{0.7 f_{\max}^k(T) A^k} \quad (3)$$

Поскольку для разных базовых линий  $\Delta^k T$  разные (разные  $T_{\max}^k$ ) на основании вычисленных значений  $\phi^k(T)$  можно судить о ходе  $\phi(T)$ . Однако этот метод в корональных условиях не оправдывается, так как для корональных линий ширина функции эмиссии довольно большая. В методе Потташа пренебрегается также присутствием материи из за диапазона  $\Delta^k T$  и возможным изменением меры эмиссии внутри этого диапазона.

Батстон (3) заменил интеграл в выражении (2) суммой. Тогда вместо системы интегральных уравнений, получается система линейных уравнений типа:

$$F^k = A^k \sum_{i=1}^m f^k(T_i) \phi(T_i) \quad (4)$$

Сначала подбирается  $m$  температур  $T_i$  (узлов квадратуры), для которых вычисляются функции эмиссии. Потом решается система (4) относительно  $\phi(T_i)$  например методом минимальных отклонений. Этот метод к сожалению является нестабильным — небольшие пертурбации (ошибки наблюдений) в потоках  $F^k$  вызывают большие изменения вычисленных значений  $\phi(T_i)$ .



Решая систему (4) иногда получается  $\phi(T_i) < 0$ , что не имеет физического смысла.

До сих пор самым хорошим был метод параметрических функций предложенный Шамбе (4), в котором ход дифференциальной меры эмиссии с температурой изображается в виде параметрической функции. Обычно хорошие результаты в области температур  $T > 3 \cdot 10^6$  К получаются, если положить  $\phi(T) = c \cdot 10^{-\alpha T}$  (параметры  $c$ ,  $\alpha$  подбираются на основании наблюдаемых потоков). Мы использовали этот метод анализируя рентгеновские спектры полученные с ракет Вертикаль 1, 2 и со спутников Интеркосмос 4, 7. Отрицательным свойством метода параметрических функций является то, что мы а priori должны задать общий ход функции  $\phi(T)$ , а иногда бывает, что трудно подобрать такой вид этой функции, который может одновременно объяснить совокупность всех наблюдаемых потоков.

Недавно Витброс (5) предложил метод определения модели переходной области хромосфера – корона путём последовательных приближений. Мы сделали адаптацию этого метода для определения моделей корональных активных областей и проверили его пригодность для этой цели. Обозначим через  $\phi_n(T)$  исходное приближение распределения меры эмиссии по температурах (полученное например параметрическим методом). Следующее приближение определим выражением:

$$\phi_{n+1}(T) = \phi_n(T) \left[ \frac{\sum_k \frac{F^k}{F_n^k} \cdot w^k(T)}{\sum_k w^k(T)} \right] \quad (5)$$

$F_n^k$  получаем из выражения (2),  $w^k$  это функция с весом избранная таким образом, чтобы исправляющий фактор  $F^k/F_n^k$  самым сильным образом влиял на меру эмиссии в тех температурах, где линия формируется наиболее эффективно.

$$w^k(T) = f^k(T) \phi_n(T) \frac{\int_0^\infty f^k(T) \phi_n(T) dT}{\int_0^\infty [f^k(T) \phi_n(T)]^2 dT} \quad (6)$$

Нами была введена величина  $\sigma$ , которая характеризует правильность решения полученного в очередном шагу итерации  $m$ , то есть согласие потоков вычисленных на основании модели с потоками наблюдаемыми. Она определяется выражением:

$$\log(\sigma + 1) = \frac{1}{m} \sum_{k=1}^m \left| \log \frac{F_k}{F_n} \right| \quad (7)$$

Вычисления проводились с помощью вычислительной машины Odra 1204, причём один шаг итерации занимал около 0.5 минуты. Чтобы проверить пригодность метода мы вычисляли потоки в линиях, которые должны быть зарегистрированные от заданной искусственной модели (исследования проводились так с помощью дискретных как и непрерывных моделей). В следующем шагу эти вычисленные потоки в линиях мы задавали в машину как потоки наблюдаемые и проверяли, как решения полученные после нескольких приближений совпадают с исходной моделью. На рис. 2 показано решение полученное после 150 шагов итерации в случае дискретной исходной модели (излучает двухтемпературная область:  $T = 5 \cdot 10^6 \text{K}$ ,  $\phi(T_1) = 10^{50} \text{cm}^{-3}$ ,  $T_2 = 10 \cdot 10^6 \text{K}$ ,  $\phi(T_2) = 10^{49} \text{cm}^{-3}$ ). Внизу графика указаны линии, для которых были заданы потоки — стрелки указывают оптимальные температуры формирования этих линий.

В случае непрерывных моделей метод работает ещё лучше — после 100–150 итераций вычисленная модель практически совпадает с исходной. Далее мы применяли метод последовательных приближений для определения моделей реальных активных областей. На рис. 3 изображена модель корональной конденсации полученная на основании наблюдаемых потоков, которые были опубликованы в работе Уолькер и др. (6). Указано также модель, которую эти авторы получили на основании тех же самых наблюдений параметрическим методом.

В заключении мы хотели подчеркнуть некоторые положительные свойства этого метода, а именно:

- возможность определения модели без никаких a priori предположений
- большая стабильность метода в том смысле, что даже большие

(до 50%) случайные ошибки в наблюдаемых потоках не очень сильно мешают в получении правильной модели.

Отрицательным свойством кажется медленная сходимость метода последовательных приближений, но её можно улучшить включая в анализ потоки в сателлитарных линиях и в континууме.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Mewe, R.: 1972, *Solar Phys.* 22, 459.
- {2} Pottasch, S.R.: 1964, *Space Sci. Rev.* 3, 816.
- {3} Batstone, R.M., Evans, K., Parkinson, J.H., Pounds, K.A.:  
1970, *Solar Phys.* 13, 389.
- {4} Chambe, G.: 1971, *Astron. Astrophys.* 12, 210.
- {5} Withbroe, G.L.: 1975, *Solar Phys.* 45, 301.
- {6} Walker, A.B.C., Rugge, H.R., Weiss, K.: 1974, *Astrophys. J.* 188,  
423.

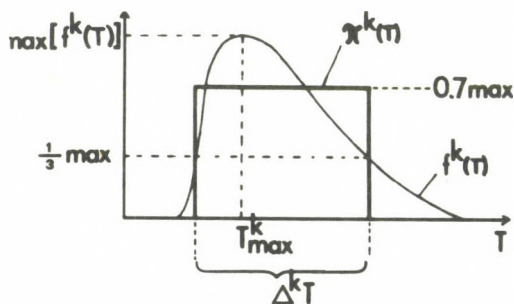


Рис. 1. Приближение функции эмиссии  $f^k(\tau)$  прямоугольной функцией  $\pi^k(\tau)$  в методе Потташа.



log EM

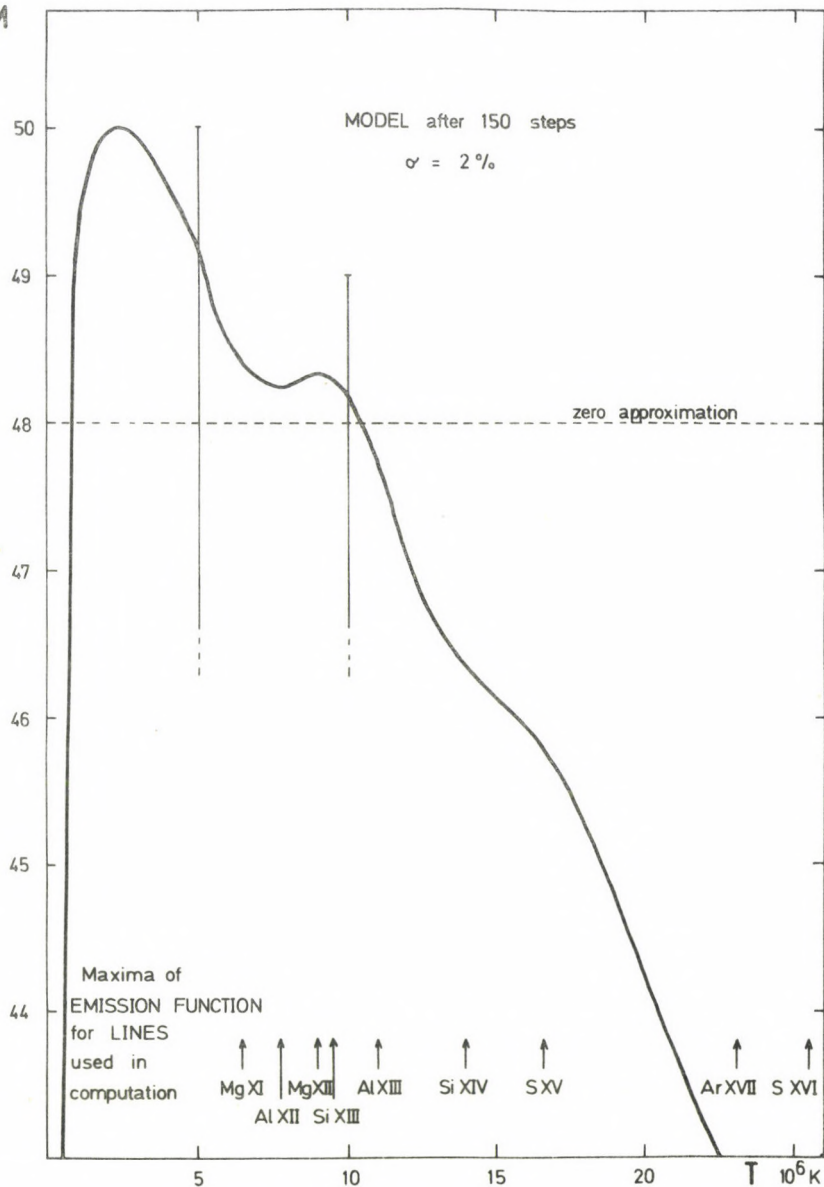


Рис. 2. Модель вычисленная методом последовательных приближений в случае дискретного распределения меры эмиссии по температурах.



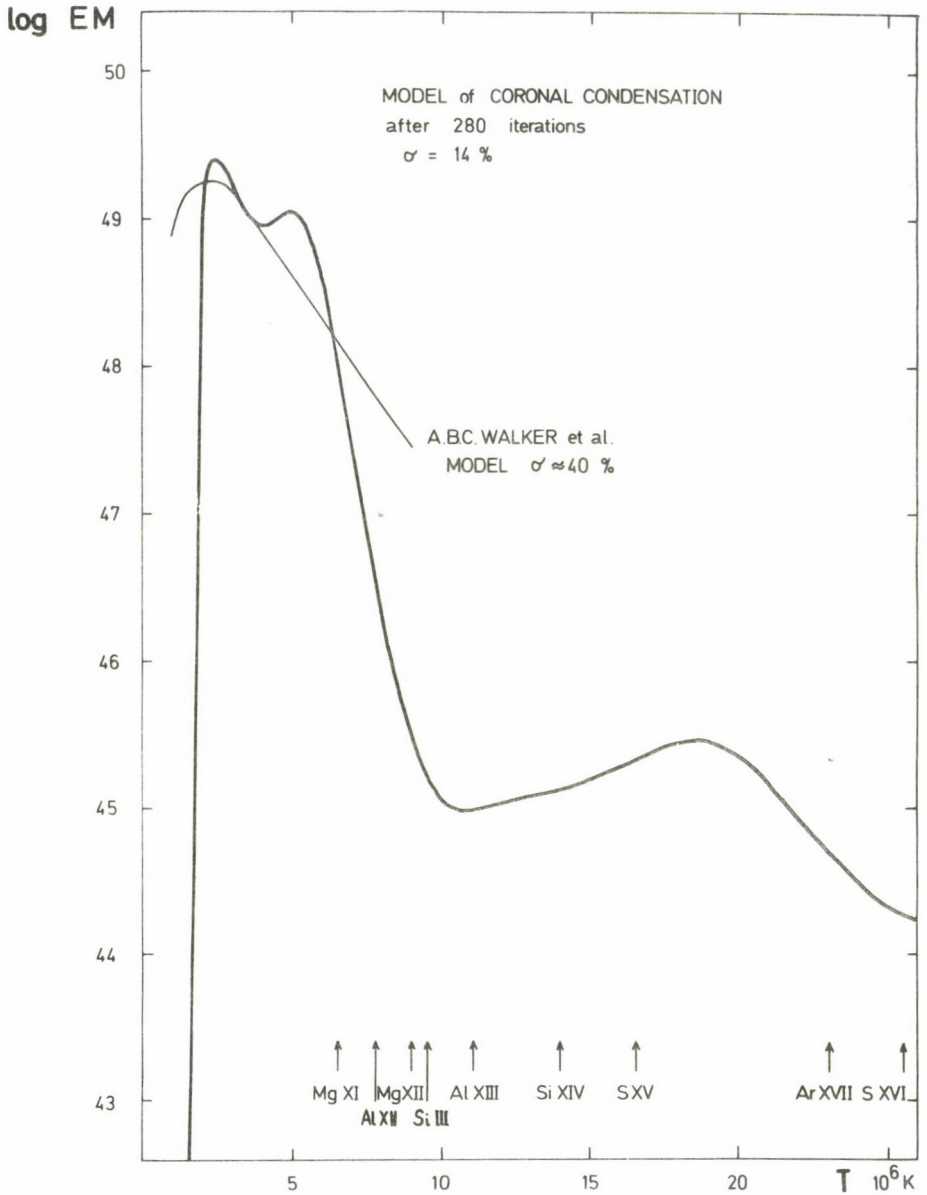


Рис. 3. Модель корональной конденсации вычисленная на основании тех же самых наблюдений методом последовательных приближений и Уолькером и др. (метод параметрических функций).

РОЖДЕНИЕ И ПЕРВОНАЧАЛЬНОЕ РАЗВИТИЕ БОЛЬШОЙ ГРУППЫ  
СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН АВГУСТА 1972 ГОДА

А. Л У Д М А Н Ь

Гелиофизическая Обсерватория Венгерской АН, Дебрецен

Абстракт:

*Позиции, движения и скорости групп солнечных пятен С.Д. 1972 № 192 и 201 были исследованы. Показано, что группа пятен № 201 представляет собой начальную фазу группы № 223.*

THE BIRTH AND INITIAL STAGE OF THE LARGE SUNSPOT GROUP  
OF AUGUST 1972

A. L U D M Á N Y

Heliophysical Observatory of the Hungarian Acad.Sci., Debrecen

Abstract:

*The positions, motions and velocities of the sunspot groups C.D. № 192 and № 201 were studied. It is shown, that the group № 201 represents the initial stage of the group № 223.*

Когда группа пятен августа 1972-го года С.Д. 1972 № 223 комплексной магнитной структуры, показывающая очень большую всплывшую активность, появилась на восточном солнечном краю 29 июля, она уже почти достигала максимальной фазы своего развития. Полоборотом раньше поблизости гелиографической позиции группы пятен находились две группы пятен, С.Д. № 192 и 201. Так как возникали такие мнения {1}, что обе эти июльские группы вместе являлись предшественниками августской группы, поэтому я исследовал движение и развитие обеих июльских групп. Для этой цели я использовал 220 фотогелиограмм из наблюдательного материала джылайской наблюдательной станции дебреценской обсерватории с диаметром изображения Солнца 10 см (наблюдения были сделаны Д.К. Тотом и А. Мотёвски). Полярности пятен определялись по литературным данным {2}.

Группа пятен С.Д. 1972 № 192 появилась из-за восточного края как большое, одинокое пятно южной, т.е. "головной" полярности. В течение нескольких дней много маленьких пятен родилось в северо-восточном направлении от этого большого пятна, приблизительно вдоль двух полос (верхняя половина 1-го рисунка), дуга ближе к большому пятну содержала большей частью пятна южной полярности (эти обозначаются номерами) а дуга дальше от большого пятна содержала значительно меньшее количество пятен, но северной полярности (эти получили буквенные обозначения). Как видно на нижней половине 1-го рисунка (10-го июля), большое пятно со временем распалось, а окружающие маленькие пятна почти полностью исчезали. Впрочем рисунок изображает группу пятен исправленно с помощью вычислительной машины, т.е. без геометрического сокращения появляющегося по направлению к краю солнечного диска. Распад большого пятна происходил по 2.-му рисунку, на котором видно изменение по времени ( $t$ ) керрингтоновских гелиографических координат ( $l, b$ ). Изображенные пункты являются средними, составленными из данных 4-14 наблюдений, на горизонтальной оси времени маленькие черные прямоугольники показывают временный



размер групп наблюдений, черта сверху показывает временное среднее групп. На рисунке отмечена также дифференциальная ротация на данной широте, как видно, пятно только "плавает" вместе с фотосферой.

Среди малых пятен группы встречалось мало, которых достоверно можно было отождествлять дальше трех дней, и среди этих мало показали значительное собственное движение. Диаграммы  $l(t)$  и  $v(t)$  для пятен 2 и 3 видны на 3-м рисунке, а для пятен a, b, c и d на 4-м рисунке (обозначения пятен см. на 1-м рисунке). Я нашел, что самые большие скорости маленьких пятен, показывающих значительное собственное движение, были между 50–150 м/сек, скорость пятна d, движущегося наиболее быстро, достигала 400 м/сек, однако это было одним из самых маленьких пятен в целой группе.

Таким образом, история группы пятен № 192 представляется по следующему: она появилась из-за края одиноким пятном, потом много маленьких пятен родились в двух отдельных полосах на северо-восток от него, наибольшее число их было 5- и 6-го июля, потом их число уменьшалось, "хвостовая" часть, представленная пятнами a, b, c и d полностью исчезала после 10-го июля, и 14-го июля "головное" пятно разделено, но опять почти одиноко повернуло за западный край. Вышесказанные указывают на то, что эта группа пятен уже устарела, не показала существенного собственного движения. По данным бальдерских "Solar and Geophysical Data" {3} вспышки наблюдаемые в данной активной области и в этом периоде были типа "N" или "F".

Первые пятна группы пятен № 201 появились уже после центрального меридиана 11-го июля, на 12-ое их число очень увеличилось, а на 13-ое также их площадь (рис. 5.). Изменения, происходящие в группе пятен были такие быстрые, почти взрывоподобные, что отождествление некоторых пятен было очень трудно даже в течение одного дня. И здесь цифры обозначают "головную" (жнун), буквы "хвостовую" (северную) полярность. Из рисунка хорошо видно, что полоборотом перед большой вспышечной активностью группы пятен уже возникала



"неправильная" магнитная конфигурация, в которой ось группы пятен являлась юго-северной вместо западо-восточной и также в северо-западном направлении от "головного" пятна находились "хвостовые" пятна.

На рисунках 6 и 7 можно проследить, как образовалось большое пятно южной полярности на 13-ое июля из маленьких пятен, наблюдаемых 12-го июля с их слиянием вследствие движения. В то же время также видно, что пятна южной полярности (2,3) показывают меньшее собственное движение, чем пятна северной полярности (a, b, c и d). На двух упомянутых рисунках позиционные данные 12-го июля и данные  $a_3$  13-го июля обозначают одиночные наблюдения, а 11-го и 13-го июля с прямоугольниками обозначаются участки абсциссы и ординаты в пределах которых находились в эти дни позиции пятен по измерениям.

Скорость пятен северной полярности нередко достигала 400–500 м/сек, а самого быстрого пятна, обозначенного в – 600 м/сек. Скорости пятен самого значительного собственного движения таким образом на 200–300 м/сек превышали скорости наиболее быстрых пятен группы № 192.

На рис. 8. видны группы пятен № 192 и 201 на основе фотогелиограмм 12-го июля, кроме того на рисунке показан заштрихованный контур группы пятен № 223, возвращающейся 29-го июля см. рис. Ia. в {4}. Принимая во внимание вышесказанные, этот рисунок тоже указывает на то, что предшественником группы пятен № 223 являлась только группа № 201, без № 192.

Наконец я считаю нужным указать, что я определил использованные позиции пятен с помощью метода и способа введенного в дебреценской обсерватории {5}.

## Л и т е р а т у р а

- {1} Martres, M.J.: 1973, in H.E. Coffey (ed.): "Collected Data Reports on August 1972 Solar-Terrestrial Events", Report UAG-28, Part I, 46.
- {2} a./ Zirin, H., Tanaka, K.: 1973, *Solar Phys.* 32, 173.  
b./ *Monthly Bulletin* N.172 (Solar Phenomena)  
Oss. Astr. Roma  
с./ Магнитные Поля Солнечных Пятен (приложение к Солн. Данн.)
- {3} *Solar-Geophys. Data* No.341, Part II.
- {4} Gesztelyi, L.: (см. следующую статью настоящего издания)
- {5} *Publ. Debrecen Obs.* Vol.1., Nos. 9-14.

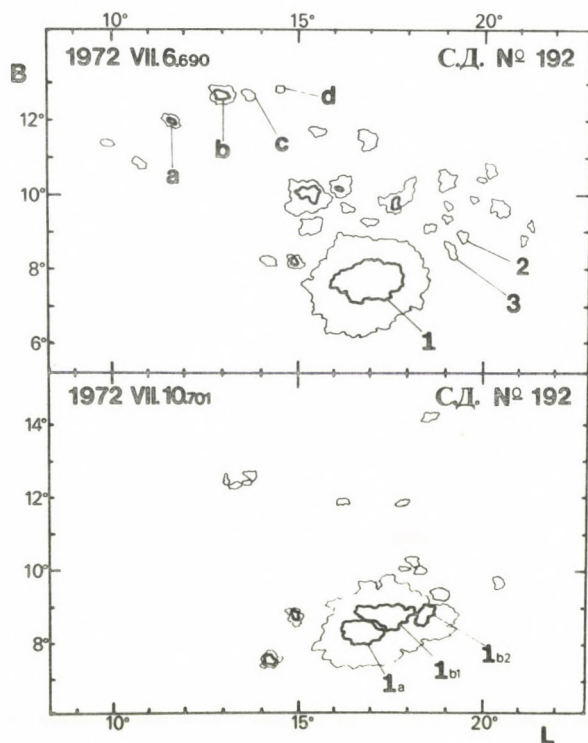


Рис. 1,

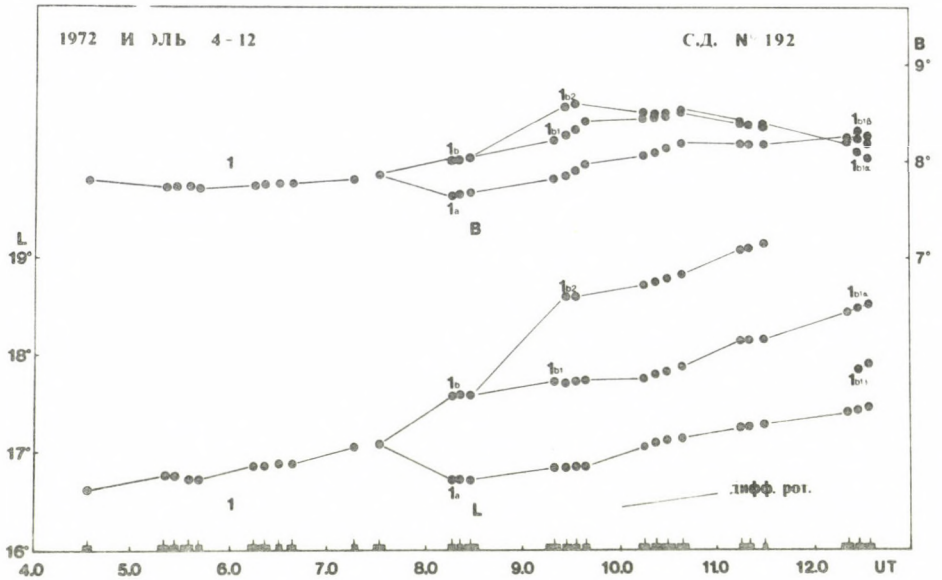


Рис. 2.

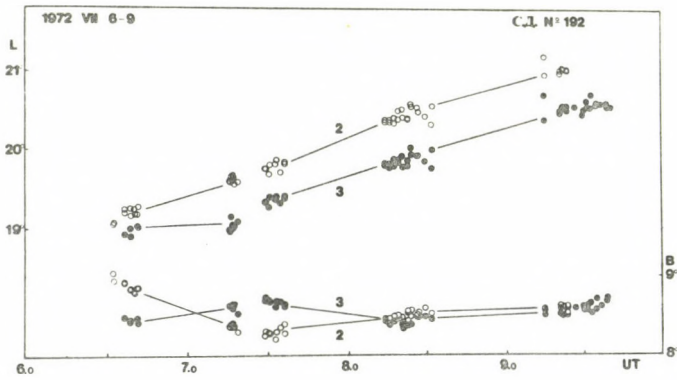


Рис. 3.



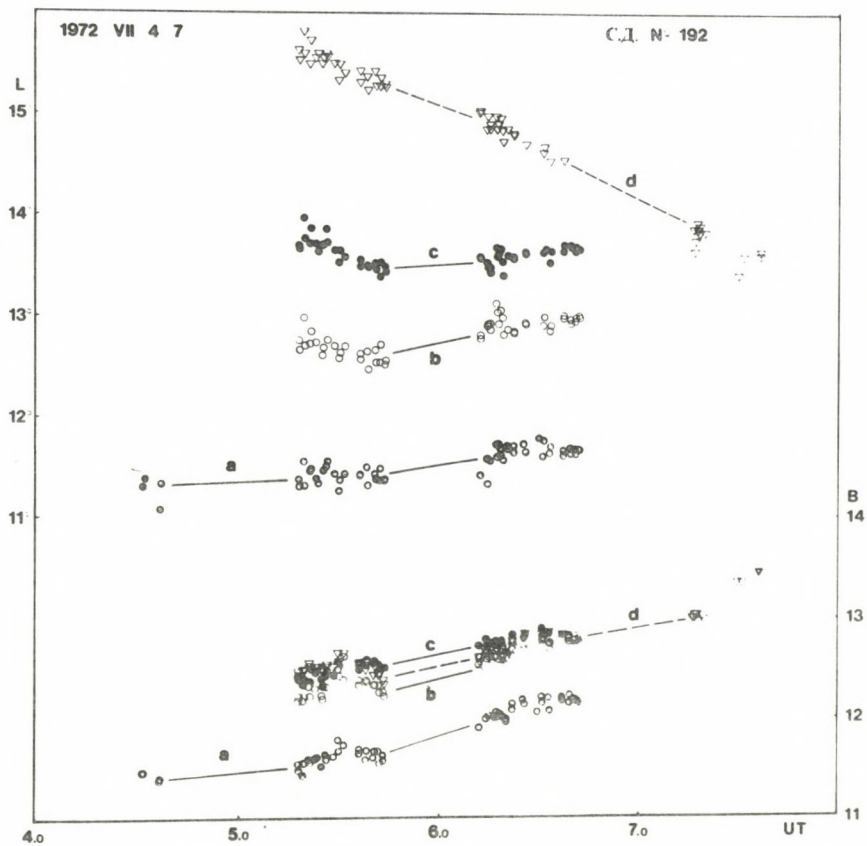
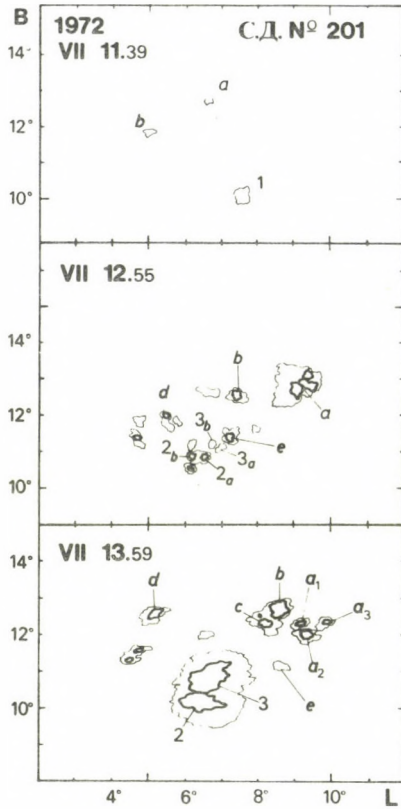
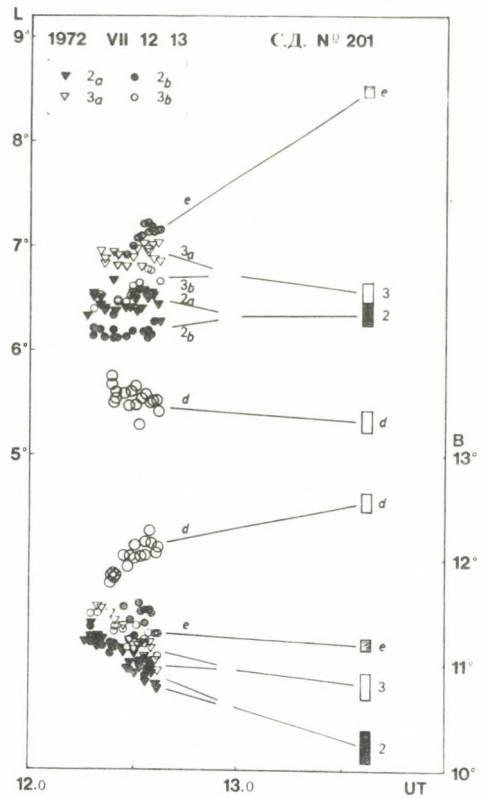


Рис. 4.



*Puc. 5.*



*Puc. 6.*

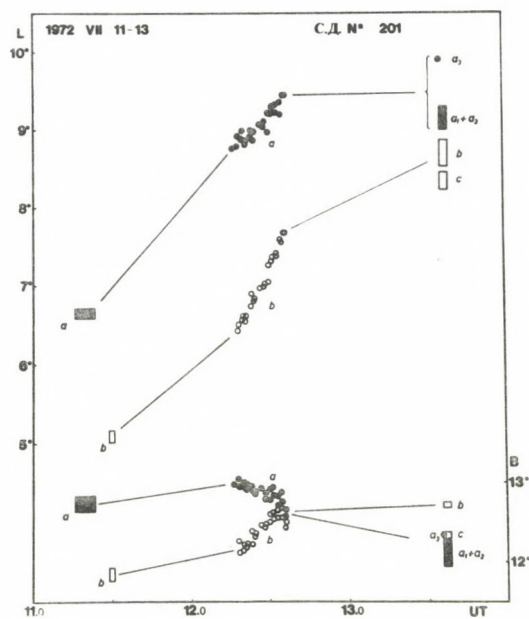


Рис. 7.

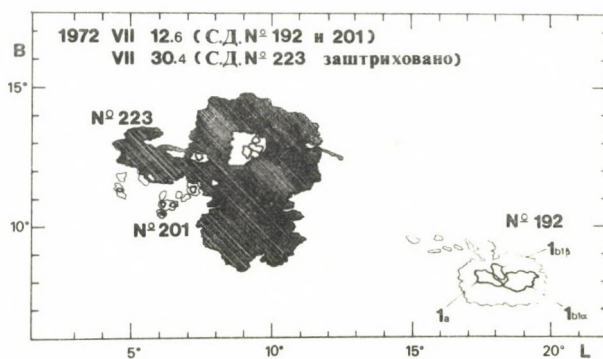


Рис. 8.





UMBRAL PROPER MOTIONS IN THE LARGE SUNSPOT GROUP OF THE  
GREAT FLARE ACTIVITY OF AUGUST 1972

L I D I A G E S Z T E L Y I

Heliophysical Observatory of the Hungarian Acad.Sci., Debrecen

Abstract:

*In the composite large sunspot group in McMath Plage Region No.11976 the proper motions of the umbrae were studied using a number of full-disc photoheliograms obtained during the period July 30 - August 9. All important umbrae of different magnetic polarity were moving within a large common penumbra while the centre of the group moved nearly 3 heliocentric degrees towards NW during its passage across the disc. The high flare activity of the region may be accounted for by the observed mutual shift of large nearby umbrae of different polarity which evidently caused important variations in the magnetic structure.*

СОБСТВЕННЫЕ ДВИЖЕНИЯ ЯДЕР ПЯТЕН В БОЛЬНОЙ ГРУППЕ СОЛНЕЧНЫХ  
ПЯТЕН АВГУСТА 1972 ГОДА С ВЫСОКОЙ ВСПЫШЕЧНОЙ АКТИВНОСТЬЮ.

Л И Д И А Г Е С Т Е И

Гелиофизическая Обсерватория Венгерской АН, Дебрецен

Абстракт:

*Исследования собственные движения ядер пятен в большой сложной группе в McMath Plage Region № 11976 на основе фотогелиограмм всего диска Солнца, полученных в интервале 30 июля - 9 августа. Все значительные ядра различной магнитной полярности двигались в большой общей полутени, в то же время центр группы переместился в северо-западном направлении почти 3 гелиографических градуса в течение прохождения группы через видимый диск Солнца. Высокая вспыхивающая активность группы объясняется наблюдаемыми относительными перемещениями близких ядер противоположной полярности, что привело к существенным изменениям в структуре магнитного поля группы.*

## INTRODUCTION

Many authors, Gnevysheva {1}, Pfister {2}, Palamarchuk {3}, Tanaka and Nakagawa {4} and Korobova {5}, among others have studied the proper motions of umbrae of the very interesting and complex sunspot group of August 1972. A number of papers have also dealt with other aspects of this great flare event but we will not however concern ourselves with those here.

In this paper the results of my measurements are given using our full-disc white light heliograms obtained by Anna Motyovszky, Gy.K.Tóth and L. Márki-Zay in Gyula, at the observing station of the Debrecen Observatory. The heliograms were taken between July 30 and August 9, 1972, with the 6" photoheliograph (effective focal length 10 m). The objective was stopped down to 7 cm. The photographs used were taken on Kodalith plane films and Agfa-Gevaert diapositive plates of 14x14 cm, through a yellow metal interference filter or GG 11 filter, respectively. The periods and the numbers of observations are shown in Table 1.

The method of observation and the reduction of the measurements are given in detail in a separate issue of our "Publications". The positions of the umbrae were measured with a Zeiss Ascorecord comparator and the heliographic Carrington coordinates were calculated by a PDP computer. On the basis of these coordinates I have studied the umbral motions and tried to establish correlations between large flares and spot movements.

Figures 1a and 1b show pictures of the sunspot group rectified by our HP 9810 computer. Each "separate" umbra, as well as some sufficiently well defined parts of umbrae, which were once separated, were denoted by a number or letter or an appropriate combination of these. Considering the position of the dark "ribbon" (filament), i.e. the zero line of the longitudinal field, given in {6}, the denotations

also indicate the magnetic polarities. The leading polarity (S), which on the northern solar hemisphere in 1972 was south, is marked by numbers, the other polarity (N), the following one, by letters.

The sunspot group, (according to the designation of the *Solnechnye Dannye*) SD No.223/1972, was 18 days old when it appeared on the east limb on July 29 {7}. It reached its umbral area maximum on the visible solar hemisphere on August 1. In the middle of the group the very close umbral areas were continuously breaking up in the following days and this rather slow decaying process occasionally changed into an abrupt phase. It looks, however, as if this flare active composite sunspot group entered its regressing phase when a number of large flares occurred, in contrast with other large groups of sunspots which show flare activity in their developmental phase (compare for example the 1974 July event {8} ).

#### DESCRIPTION OF THE MAIN UMBRAE

Our spot group of the northern solar hemisphere rotated onto the sun's disc on July 29 and disappeared at the west limb on August 11. From the available full-disc heliograms of 10 cm solar diameter 160 could have been used for reliable position measurements in the period of July 30 - August 9 (cf. Table 1) but for the qualitative description even more solar photographs and, in addition, 13 heliograms of August 10 were taken into account. In the following description the period July 30 - August 10 is being considered.

Umbra 1 always remained single, its size and shape did not show any significant change, it was the most stable part of the complex spot.

Umbra  $\alpha$  was one of the largest umbrae; even its quite stable southern part could in itself be counted among the largest during the entire passage across the solar disc. In contrast, its northern part changed quite a lot and showed a tendency to separation after August 3, but never really split in two. Both parts of umbra  $\alpha$  remained approximately of



equal size in area in spite of the fact that near the north and east perimeter of the northern part of umbra  $a$ , and along its length, several "new" umbral areas developed (the most important being umbrae  $d_1$ ,  $d_2$ ,  $d_3$  and  $e$ ), which looked as though they might have had their origin in detached fragments of umbra  $a$ . On the other hand, for three days (August 5-7) a sharp rift divided off an eastern portion of the umbra but later on this break was filled and no separation was observed there.

Umbra  $b$  was very close to umbra  $a$  on the first days of observation, but there was always a narrow opening between them even before August 2. However our photographs never showed umbrae  $b$  and  $c$  separately before August 4. By this day not only umbrae  $b$  and  $c$ , but umbrae 2 and 3 as well had started their phase of decay, i.e. the process of disintegration and the general decrease in umbral area. Among these four umbrae, during our period of observations, only  $b$  revealed a very slight development in so far as the small umbra  $b'$  merged with it by August 1. Umbrae  $b$  and  $c$  both began their bipartition on August 4, while umbrae 3 and 2 were first clearly observed to have separated on August 5 and 8, respectively. In addition various small umbral pieces were also separating from these umbrae, not considered here (cf. Figure 8). After falling apart, umbrae 2, 3,  $b$  and  $c$  were designated  $2a$ ,  $2b$ ,  $3a$ ,  $3b$ ,  $b_1$ ,  $b_2$  and  $c_1$ ,  $c_2$ . Of these umbrae only  $b_1$  was still of a significant size by August 9, while  $2b$ ,  $3a$  and  $c_2$  had disappeared completely.

Within our large penumbra, roughly between umbrae 1 and  $a$ , only one region showed an important spot development. By August 8 the large umbra  $d$  had been observed to grow by coalescence with umbrae  $d_1$ ,  $d_2$  and  $d_3$ . Each of these consisted of several nearby umbrae.

If the areas of umbrae of the same polarity are added up we find, as is also clearly shown in Figures 1a and 1b, that of the two total area data that of north polarity is higher every day. The largest portion of the higher figure is above



all due to umbra *a* and furthermore to umbrae *b* before August 4 and *d*, after August 7. In the western half of the large penumbra the umbral areas of north magnetic polarity were dominating, contradicting Hale's polarity law.

The pattern of development and decay of the main umbrae can be seen in Figure 2.

#### THE MOTIONS OF THE MAIN UMBRAE

Figure 3 gives both a fairly good overall picture about the state of motion of our complex spot group and also many finer details. Here the movements of almost all important umbrae can be seen with the exception of those of too short a duration. The umbrae of leading polarity (S) moved mostly to NW, while the umbrae of following polarity (N) did not show such a uniform trend. Nevertheless the majority of them moved mostly westward in the first days of our period of observations.

It is seen at a glance that the trajectories shown in Figure 3 in general reveal only relatively slow spot motions. This is not surprising since all important umbrae were closely imbedded in a common penumbra, forming a so called  $\delta$ -configuration, and the umbrae of the following polarity occupied the larger central part of the complex spot, surrounded by umbrae of leading polarity.

The temporal variation of the heliographic coordinates of the umbrae, which could be followed for several consecutive days, are given in Figures 4-6.

All dots in Figures 4 and 5 represent average coordinates over the intervals shown on the time axis and these intervals are also given in Table 1. These and some other similar average coordinates are also plotted in Figure 3. The results of the measurements of the coordinates are given one by one in Figure 6 at the same time also showing the scatter of individual data. The relevant rate of the Sun's differential rotation is indicated in the graph of umbra 2 because in our spot group this umbra can be most influenced by the

differential rotation. By making a thorough examination of the graphs of Figures 4-6 we should come to the conclusion that only a small negligible fraction of motions can be due to the differential rotation.

In Figures 4-6 it is not possible to see any significant difference in the motions of different umbrae either. But these graphs and Figure 3 also refer to different stages of spot evolution. The disintegrating umbrae 2, *b*, 3 and *c* are certainly older than umbrae 1 and *a*, while umbra *d* is evidently the youngest. Umbra *d* develops through the motion which causes umbrae *d*<sub>1</sub>, *d*<sub>2</sub> and *d*<sub>3</sub> to coalesce. It is very probable that the north polarity umbrae *d*<sub>1</sub> and *d*<sub>2</sub> paired with the south polarity spots 4 and 5, respectively. Together these can be considered as a new regular bipolar spot group since its leading and following parts show divergent motion, characteristic of groups in their initial phase. This view is supported by the fact that umbrae *d*<sub>1</sub> and 4 were first seen on the same day, and the other pair was also first seen on the same day five days later. The arch-like stream of small spots between umbra *d*<sub>2</sub> and spot 5, in Figure 8, also strongly supports the view that this pair forms the main part of a regular bipolar spot group.

Several data of average velocities of umbral motions, along solar meridians and parallels, were calculated from the daily mean heliographic positions; the resultants of velocity were also determined. Not a single one was higher than 0.1 km/s. The greatest slopes of curves in Figures 4-6 correspond to 0.07 km/s. In Figure 7 the change of one component of average velocity of umbra *c*<sub>1</sub> which had an abrupt turn in its direction of motion is given.

Striking rotational motions are apparent in Figures 1a and 1b in the oldest part of the spot group. Umbrae *c* and *b* revealed an anticlockwise rotation of nearly 90° on about six days while they divided and decayed.

On about four days until August 4 umbra 2 also moved around umbra *b* in the same sense; the turning being



approximately  $45^\circ$ . With this rotation the 2-*b* pair of umbrae made an effort to turn in the normal regular direction. There is good reason to believe that umbrae 2 and *b* are the principal remnants of the spot group SD No.201 of former rotation. This means that the axis of the old group No.201 has carried out a rotation of about  $90^\circ$  over a 3-week period.

#### CHANGES, POSSIBLY ASSOCIATED WITH THE MAJOR FLARES

On August 4 and 7, two major flare events (of importance 3B) occurred, the first one before, the other after our daily series of observation, in the early morning and in the afternoon, respectively. If we compare the pictures of the spot group of August 3 and 4 (in Figure 1a), as well as the ones of August 7 and 8 (in Figure 1b) we see at first glance that important changes happened overnight in both cases. In the first case new umbrae (*5*, *6*, *d*<sub>2</sub>, *e*) appeared while umbrae *b* and *c* drifted apart. In the second case umbra *d* grew by coalescence of umbrae *d*<sub>1</sub>, *d*<sub>2</sub> and *d*<sub>3</sub> while umbrae *5* and *6* disappeared, and umbra 2 divided in two. All these changes evidently involved considerable variations in the magnetic structure of the whole spot group and in consequence were somehow associated with the major flares observed.

One may have the right to believe that the onset of a flare event is strongly influenced by the mutual approach of umbrae of different polarity. In this spot group we should first of all take notice of the movements of umbra 1 and the umbrae *a* and all those marked by "*d*". These umbral areas of both polarities were quite large and the distance between them was generally decreasing over several days. In addition, the velocities of northward motion of umbra *d*<sub>1</sub> on August 4 and that of umbra *d*<sub>3</sub> on August 7 were quite high, while on the same days umbra 1 hardly moved at all, as is seen in Figures 4 and 6. Under the circumstances it is not without reason to suppose that the flares, at least on these two days, were indeed connected with the indicated relative motions of umbrae of different polarity.

The position of the filament {6} on the zero line of the longitudinal magnetic field ran along the drift of umbrae 1 and 2, principally between the pairs of the trajectories of both 2- $b_1$  and 1- $d_3$  (cf. Figure 3) and took a sweep between umbrae 6 and  $c_1$ . Mention must be made that both of these umbrae after the major flare on August 4 moved nearly at right angles to the zero line for about one day but then turned in succession. Other umbrae which for some time proceeded towards the zero line also turned off (umbrae 3 and 2), or rapidly decayed ( $b_2$  and  $c_2$ ), or parted (double umbra  $b+c$ , and later on  $c$ ). In short, we see that the umbral motions were unable to alter radically the position of the zero line.

The high flare activity of this spot group might already be expected by its appearance. But, on the basis of what was said in the foregoing, we can form an opinion as to how the complexity of the spot group could have originated. Generally speaking, one should take the group as an assemblage of at least three (or perhaps even four) near bipolar sunspot groups of different age, which could not develop normally because of their proximity. The nucleus of the oldest group principally consisted of umbrae 2 and  $b$ ; the probably somewhat younger umbrae 3 and  $c$  belonged perhaps to the same group, too. The largest bipolar group, made up of umbrae 1 and  $a$ , was still growing slowly during our period of observation and also had inverted polarity like the oldest (one or two) group(s). The youngest group was built up mainly of the pairs of umbrae 4- $d_1$ , and 5- $d_2$  having regular polarity. First of all its following part (which emerged in the central part of the large penumbra and merged through motion to form umbra  $d$ ), was very likely responsible for the major flares which had their "centrum" between umbrae 1 and  $d$ .

\* \* \*



## ACKNOWLEDGEMENTS

I wish to thank Professor L.Dezső for most helpful discussions. I am also grateful to B.Kálmán, Gyöngyi Gyertyános, L.Kondás and Ágnes Kovács for many helps.

## References

- {1} Гневыхшева, Р.С.: 1973, *Солн. данн.* № 6, 59.
- {2} Pfister, H.J.: 1973, in H.E.Coffey ed. "Collected Data Reports on August 1972 Solar-Terrestrial-Events", *Report UAG-28, Part I.* 155.
- {3} Паламарчук, Л.Э.: 1973, *Солн. данн.* № 10, 71.
- {4} Tanaka, K., Nakagawa, Y.: 1972, *Solar Phys.* 33, 187.
- {5} Коробова, З.Б.: 1974, *Солн. данн.* № 4, 77.
- {6} Solar Physics Division, Yunnan Observatory: 1977, *Chinese Astronomy* 1, 11.
- {7} Ludmány, A.: *this Volume.*
- {8} Kovács A.: *this Volume.*

TABLE 1

The periods and numbers of observations

Date	UT		n	Date	UT		n
1972	d	d		1972	d	d	
July 30	30.381 -	30.495	8	Aug. 5	5.244 -	5.461	11
	30.539 -	30.683	8		5.482 -	5.691	12
31	31.224 -	31.312	5	6	6.209 -	6.400	8
	31.568 -	31.661	4		6.445 -	6.563	10
Aug. 1	1.308 -	1.490	6	7	7.226 -	7.401	6
	1.535 -	1.686	7	8	8.242 -	8.447	14
2	2.271 -	2.485	11		8.471 -	8.676	15
	2.524 -	2.682	11	9	9.272 -	9.480	10
3	3.308 -	3.311	2		9.509 -	9.614	6
4	4.214 -	4.217	2				
	4.476 -	4.549	4				

1972 JULY 30 - AUGUST 4

CA. N° 223

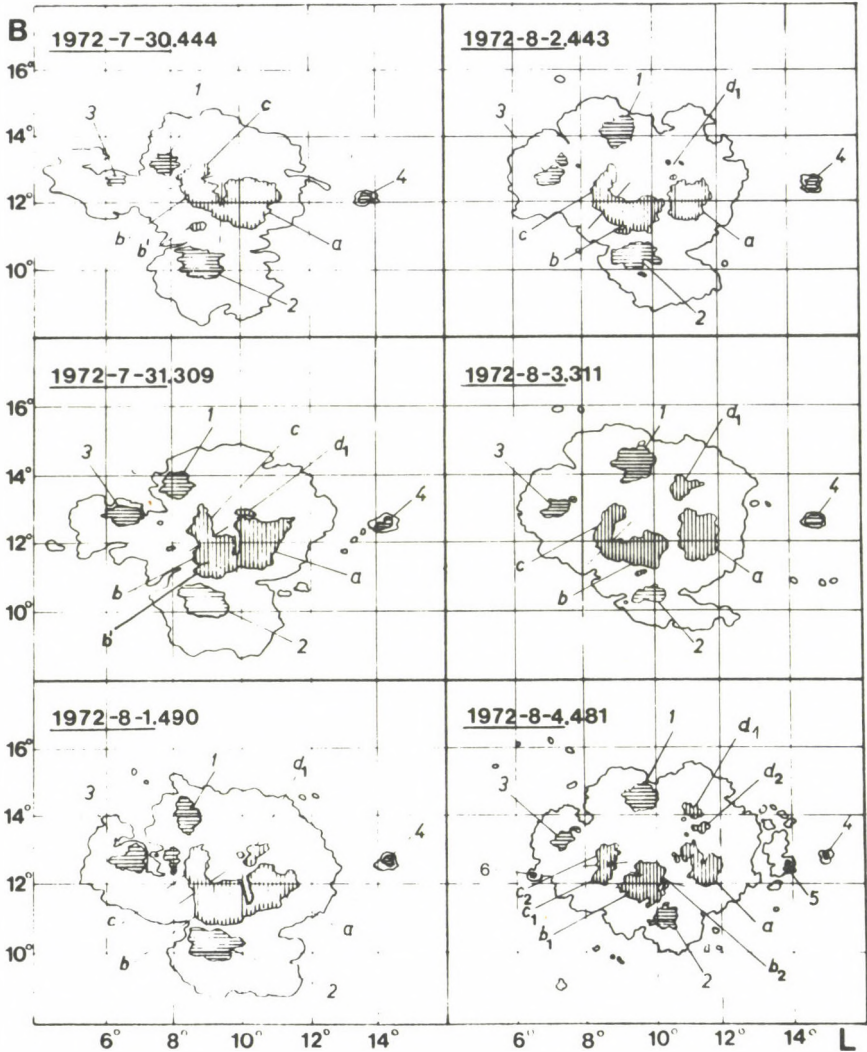


Figure 1a. Heliographic charts showing the development of the sunspot group. Hatched areas mark the main umbrae. (Designation see in the text. Moments of observations are given in UT.)

1972 AUGUST 5-10

C.A. N° 223

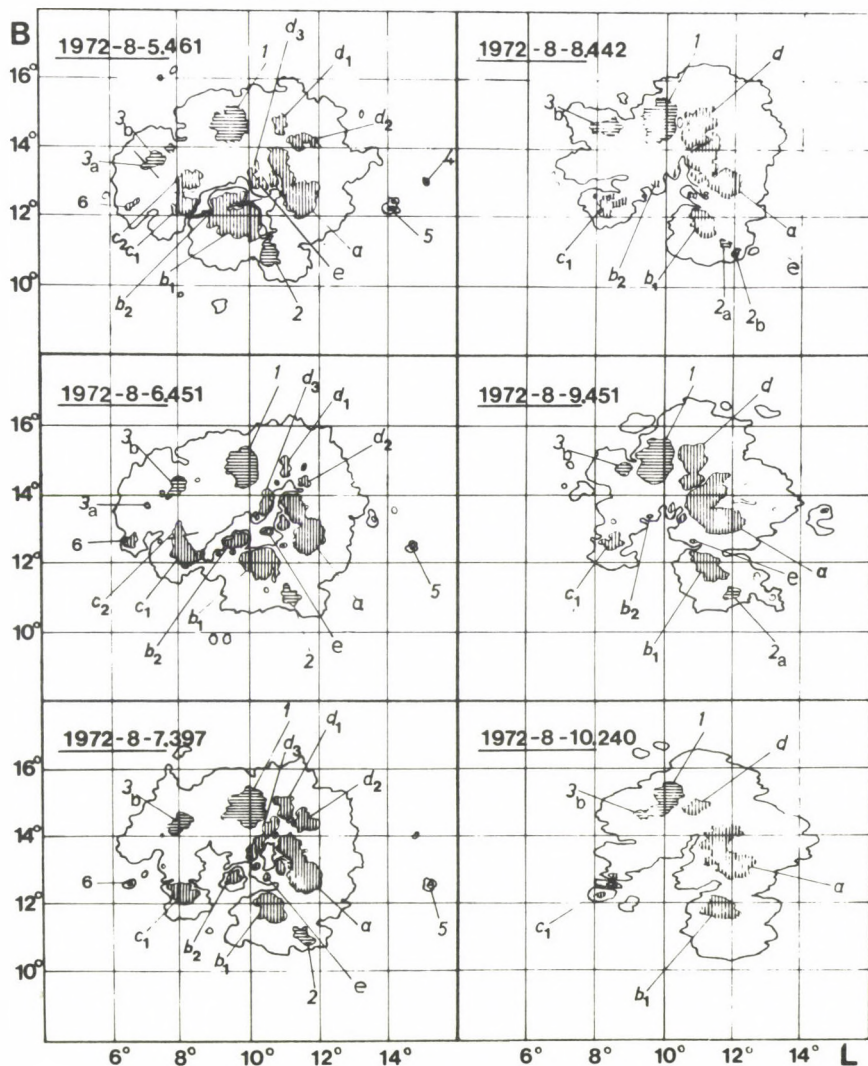


Figure 1b. Heliographic charts showing the development of the sunspot group. Hatched areas mark the main umbrae. (Designation see in the text. Moments of observations are given in UT.)

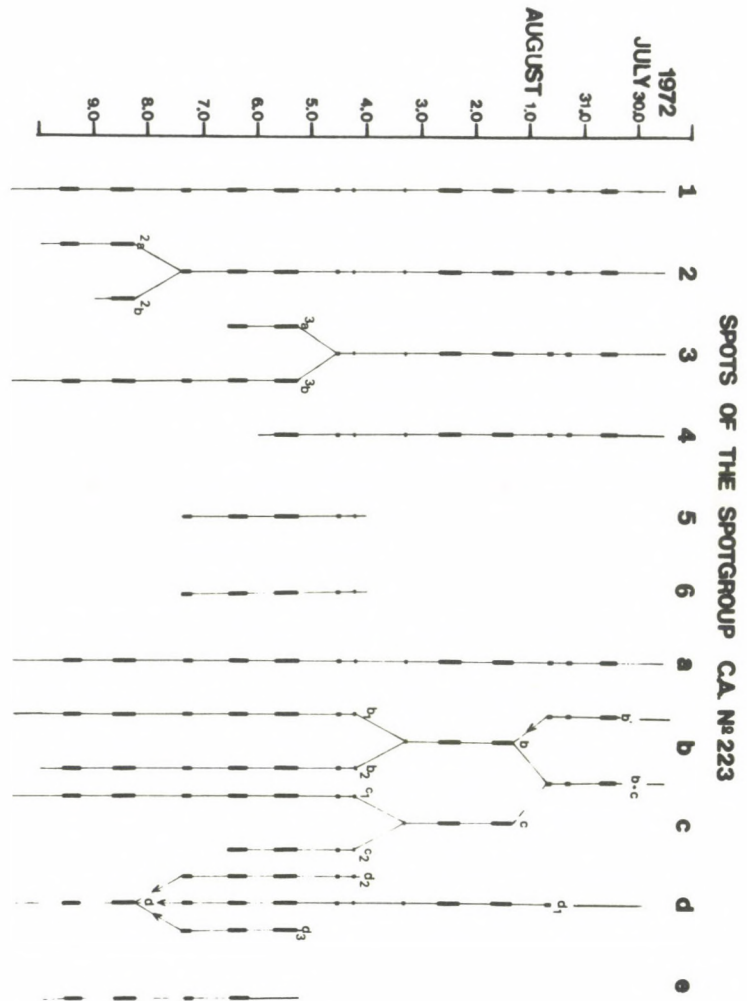


Figure 2. Synoptic table indicating the lifetime of the main umbrae and showing the periods of reliable position measurements (heavy lines, cf. Table 1).



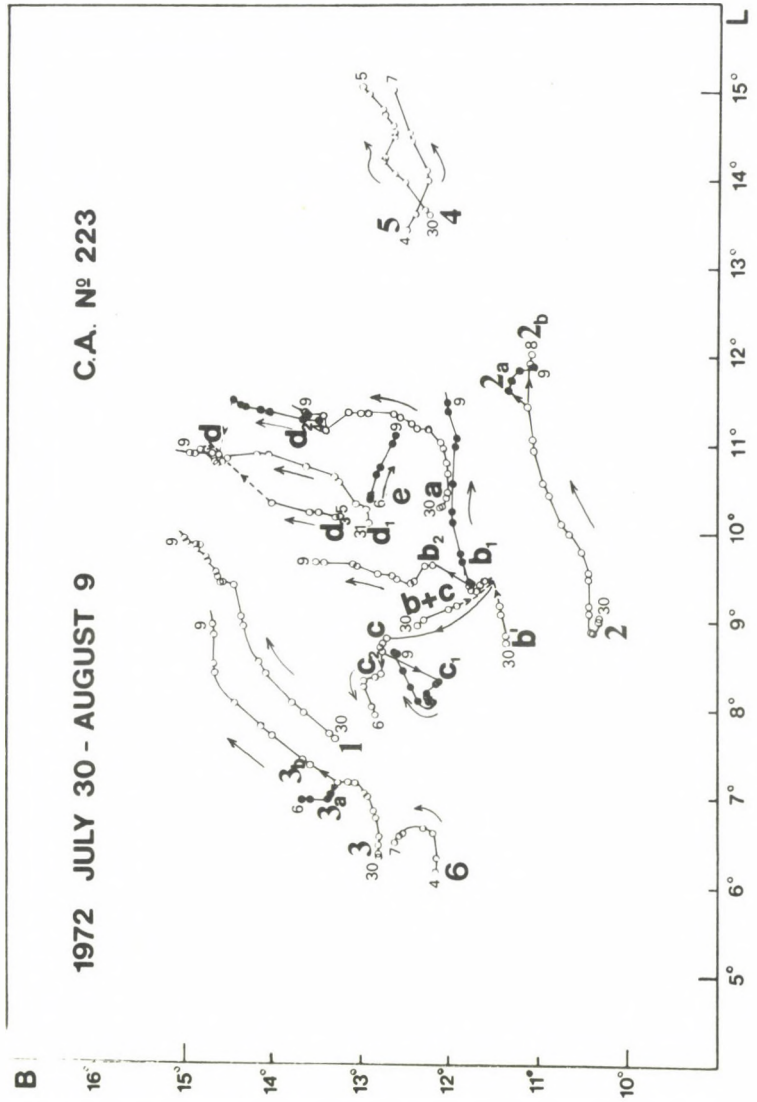


Figure 3. Trajectories of the main umbrae (bold faced numbers and letters correspond to the designations in Fig.1a and 1b). Open and filled circles show average heliographic coordinates for the periods of observations given in Table 1 (and/or on the time axis in Figs. 4, 5 and 6). The small numbers indicate the dates of the first and last observations.

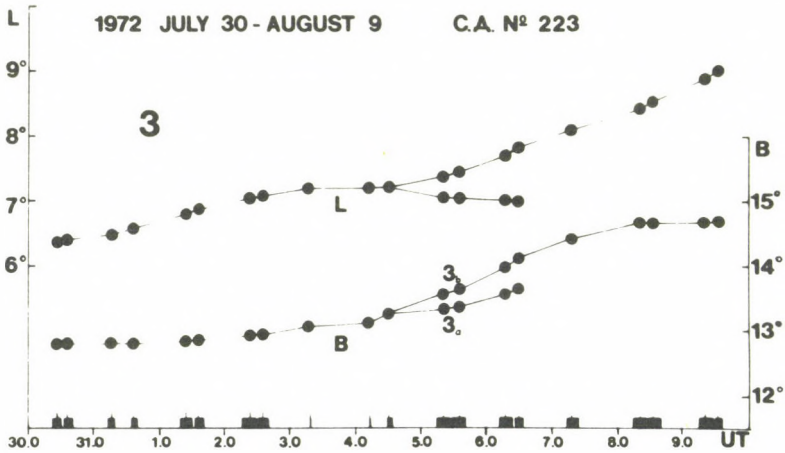
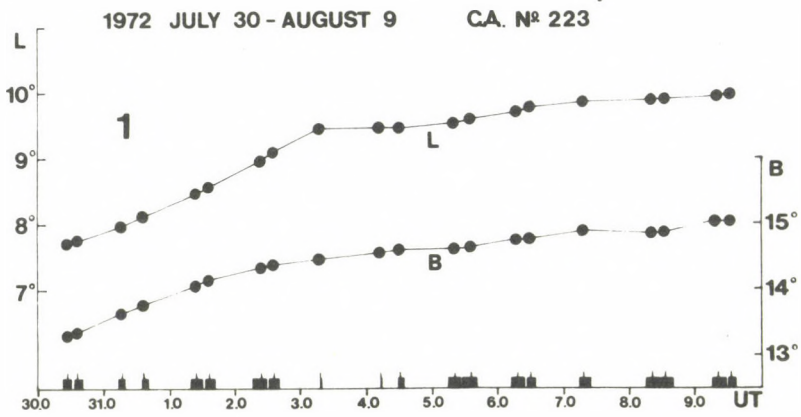


Figure 4. Average (Carrington) longitudes (L) and latitudes (B) versus time of umbra 1 and 3. Each dot shows a mean value over a period marked on the time axis, cf. Table 1, where the number of observations is also given.

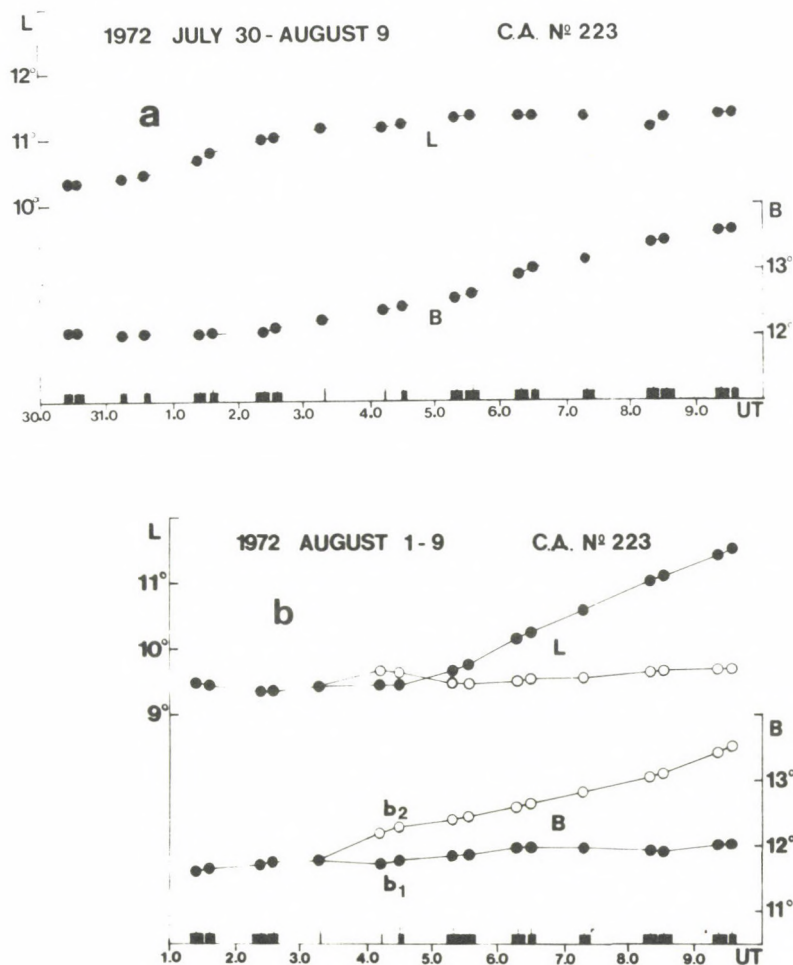


Figure 5. Graphs similar to those in Fig.4 for umbra *a* and umbra *b*. The most stable and long lasting umbrae of negative (S) and positive (N) magnetic polarity are shown in Figures 4 and 5, respectively.

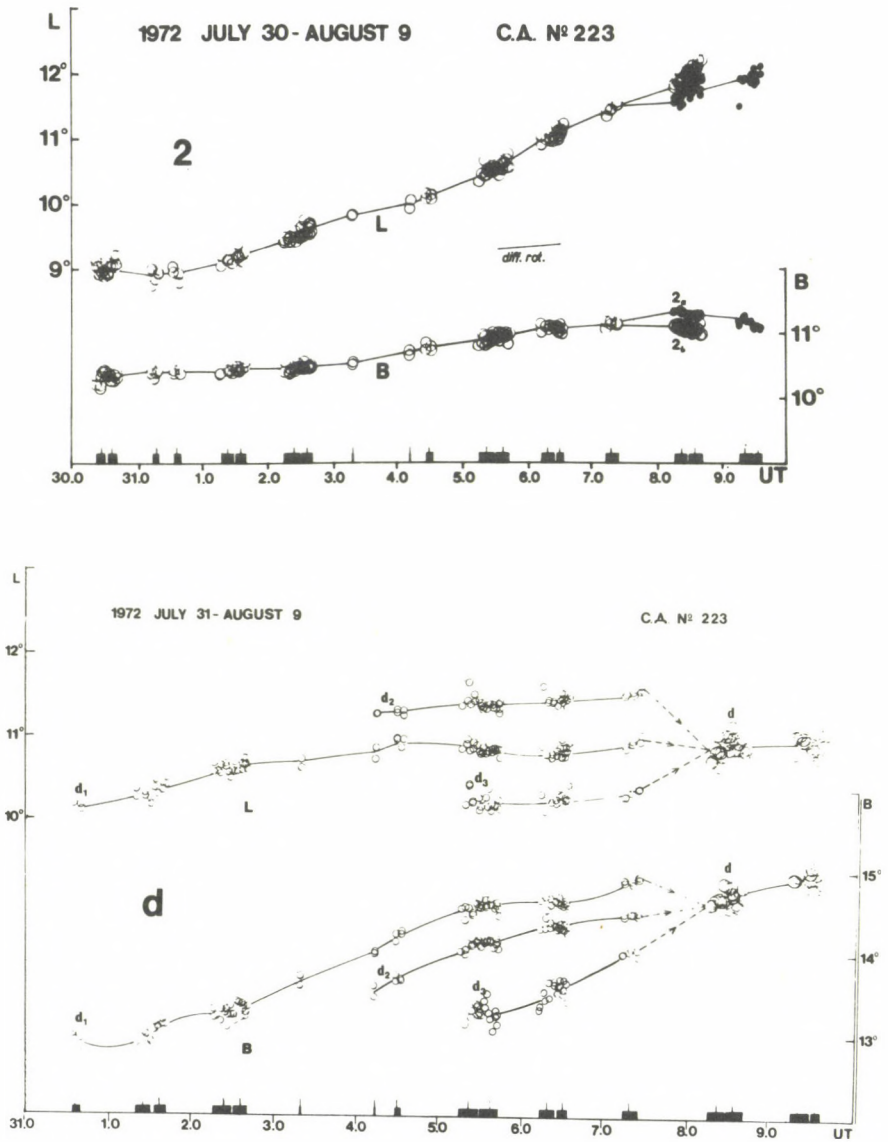


Figure 6. Heliographic coordinates (L,B) versus time relating to umbra 2 and umbra d. Every dot shows the result of a single measurement.



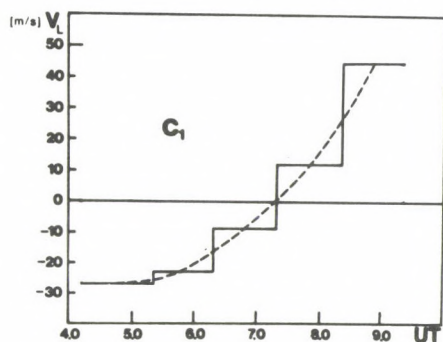


Figure 7. Histogram showing the variation of the daily average velocity component parallel to the solar equator for umbra  $c_1$  ( $v_L$  is positive when  $c_1$  moved westward.)

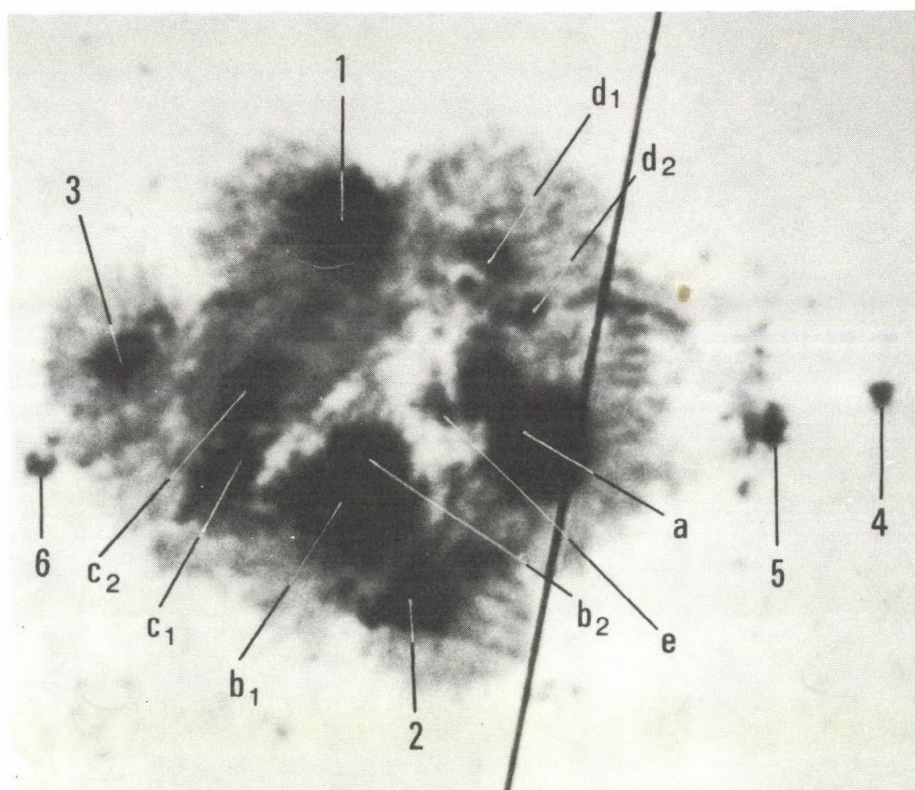


Figure 8. The sunspot group SD No. 223/1972, on August 4, 11:32 UT. (Central Meridian distance  $4^\circ\text{E}$ ) The heavy line in the photograph is the geocentric N-S oriented spider-line.



ОТДЕЛЬНЫЕ ФАЗЫ РАЗВИТИЯ  
АВГУСТОВСКОЙ ПРОТОННОЙ ОБЛАСТИ 1972 г.

В. Б У М Б А, Л. Х Е Й Н А  
Astronomický Ústav ČSAV, Observatoř Ondřejov

Абстракт:

На основе комплексного наблюдательного материала, касающегося августовской протонной области 1972 г., удалось показать, что самые сложные процессы эволюции магнитных полей и их топологии на Солнце, как в самом крупном, так и среднем масштабах, можно разложить на отдельные более простые эволюционные фазы, которые протекают таким же образом, как и самые простые процессы развития, наблюдаемые в солнечной атмосфере. Отдельные эволюционные фазы можно отождествить по всем видам активности во всех наблюдаемых слоях солнечной атмосферы, где они могут запаздывать и иметь определенную последовательность с тем, как магнитное поле проникает во все более высокие слои солнечной атмосферы.

Хотя практически все процессы протекающие на Солнце быстро нарастают и медленно затухают – развитие крупномасштабных протонных фигур фонового поля, в которых зарождаются протонные области, наоборот, медленно нарастает и после всплеска очень быстро затухает. После разрядки в форме протонных всплесков быстро прекращается приток нового магнитного потока в данную область, быстро упрощаются сложные магнитные конфигурации и поле быстро исчезает во всем огромном участке солнечной поверхности. Весь этот процесс уже идет без новых всплесков или других проявлений солнечной активности, которые достигли максимума своей деятельности и концентрации именно в протонной области.

INDIVIDUAL PHASES IN THE AUGUST 1972  
PROTON-FLARE REGION DEVELOPMENT

V. B U M B A, L. H E J N A

Astronomical Institute of the Czechoslovak Acad. Sci.,  
Observatory, Ondrejov

Abstract:

*On the basis of a very rich and extensive observational material concerning the background magnetic field and large-scale activity, as well as the August 1972 proton-flare sunspot group development, we demonstrate that the evolution of the most complex solar processes including the magnetic field topology may be divided into more simple evolutionary phases similar to the evolution of normal, very simple active regions. These individual evolutionary stages may be found in all kinds of solar activity phenomena and in all parts of solar atmosphere. Their formation seems to depend on the penetration of the magnetic field into the sequence of still higher layers of the Sun and its extensive atmosphere.*

*Although practically all the processes taking part on the Sun have a fast increase and a much slower decrease, the development of large-scale activity phenomena connected with the formation of a proton-flare region is, on the contrary, very slow till the occurrence of the proton-flares, and then it decreases very fast. With the formation of a proton-flare situation, the inflow of new magnetic flux into the studied solar region stops and the most complicated magnetic configurations become simple so quickly that during a few rotations the magnetic fields practically disappear in a large area of the solar surface. At the same time no flares or other activity phenomena can be observed in the given region.*



## ВВЕДЕНИЕ

Об августовской протонной области 1972 г. публиковалось уже большое количество работ. Но эта необыкновенно активная группа развивалась во время активной работы очередного солнечного спутника номер 7, запущенного по программе Интеркосмос. Как каждый запуск спутника данного типа, и этот сопровождался программой комплексных наземных наблюдений солнечных активных явлений. Благодаря этому удалось получить богатый наблюдательный материал позволяющий рассмотреть, например, и ряд интересных проблем связанных с развитием этой активной области на фоне эволюции крупномасштабных магнитных полей.

Целью настоящего сообщения является попытка определить отдельные фазы не только образования регулярной структуры фонового магнитного поля, но и формирования августовской группы солнечных пятен и сопровождающих этот процесс специфических форм проявлений активности группы как в фотосфере, так и в хромосфере. Одновременно попытаемся сопоставить эти отдельные эволюционные фазы с ходом уровня излучения рентгеновских лучей.

Для изучения самой группы основным наблюдательным материалом являлись наши собственные высококачественные фотографии фотосферы (ВУМБА, НЕЛНА, 1977), серии которых нам удалось получать в Ондржейове ежедневно в наиболее интересном интервале времени — с 31-ого июля по 9-ое августа 1972 г. — и фотографии фотосферы полученные с 2-ого августа по 4-ое августа 1972 г. на Высокогорной солнечной станции пик Алма-Ата Астрофизического института Каз ССР (MINASYANS, 1977). Использовались и ондржейовские фотографии хромосферы.

Развитие магнитного поля, кроме того, исследовалось с помощью как дневных магнитных карт получаемых на обсерватории Мт. Вильсон, так и синоптических карт всей солнечной поверхности изготовленных из этих дневных карт.

## ОТДЕЛЬНЫЕ ФАЗЫ РАЗВИТИЯ ФОНОВОГО МАГНИТНОГО ПОЛЯ

Как все большие протонные области, и августовская группа 1972 г. является результатом длительного регулярного развития крупномасштабных конфигураций магнитного поля, которое во время образования протонной области располагалось в форме характерного крупномасштабного регулярного комплексного узора (BUMBA, 1973a; 1977), занимающего больше половины поверхности Солнца (Рис. 1). Форма этой регулярной магнитной фигуры повторяется всегда, когда зарождается протонная активная область, (BUMBA, 1972; BUMBA, SUKORA, 1973; 1974). Эволюция фонового поля, связанного с августовской областью 1972 г., началась еще в 1971 г., за двенадцать оборотов до протонных событий. Но после протонных вспышек хватило 3 – 4 оборота для того, чтобы сложная магнитная картина преобразовалась в очень просто распределенное и слабое фоновое поле.

а) В начальной фазе эволюции фонового поля в данном интервале гелиографических долгот можно отождествить развитие двух комплексов активности (BUMBA, HOWARD, 1965; Огирь, 1976; HOWARD, ŠVESTKA, 1977). Первый зародился как новая активная область в течение оборота № 1579 с координатами центра тяжести примерно  $L \approx 77^\circ$  и  $B \approx +12^\circ$ . На следующем обороте в данном месте солнечной поверхности наблюдались уже три новые активные области. Граница комплекса во время его роста смещалась практически с постоянной скоростью примерно на  $20^\circ$  в гелиографической долготе за один оборот. Лучшей видимости комплекс достиг в течение оборотов № 1583 и 1584. После оборота № 1585 результатом развития магнитного поля комплекса являлось образование большой области занятой отрицательной полярностью за которой последовал длинный хвост положительной полярности, растянутый к южным широтам.

Другой комплекс магнитной активности, который, по нашему мнению, тоже сыграл определяющую роль в формировании слож-



ной магнитной ситуации, начал развиваться в течение оборота № I580 с приблизительными координатами центра тяжести  $L \approx 318^\circ$  и  $B \approx +14^\circ$ , опять в виде новой активной области. Скорость смещения его границы в гелиографической долготе была примерно  $21^\circ$  за один оборот Солнца. Этот комплекс был менее выразителен чем первый и поэтому было труднее следить за его развитием (Рис. 2).

б) Вторая эволюционная фаза развития фонового поля началась с того, что на гелиографической долготе около  $17^\circ$ , почти точно в том месте где смещающиеся границы обоих комплексов встретились, но на один солнечный оборот раньше — в течение оборота № I583, образовалась новая активная область (Рис. 2) которая достигла максимума своего развития на один оборот позже (№ I584).

После этого оборота площадь ее магнитного поля постепенно увеличивалась и его интенсивность уменьшалась. Этот процесс удалось проследить в течение 6 оборотов и он имел все характерные знаки старения магнитного поля отдельной активной области находящейся в очень слабом фоновом поле. Конечно, он происходил одновременно с дальнейшим развитием выше показанных комплексов находящихся западнее и восточнее данной области и он интересен прежде всего тем, что он осуществлялся точно в том же месте, на котором на несколько оборотов позже появилась августовская, протонная область I972 г.

в) Максимальная фаза. Развитие настоящей протонной области началось появлением новых магнитных полей шестой оборот (№ I589) после зарождения дискутируемой простой отдельной активной области, что значит на один оборот раньше, чем в области зародились протонные вспышки. Новые поля появились симультанно как в старом ведущем, так и в хвостовом полях. (Рис. 3). Но в то время как новая область в старом западном ведущем поле исчезла еще в течение того же самого оборота, область, которая зародилась в восточном хвостовом поле, развивалась в течение следующего оборота № I590 в большую протонную группу.

Западный комплекс активности развивался так, что уже

в течение оборота № I588 большой южный хвост положительной полярности был вытолкнут полем отрицательной полярности в более высокие южные широты, и из полей отрицательной полярности образовалось типичное эллиптическое тело, середина которого была занята полем положительной полярности. Центр тяжести эллипса находился около гелиографической долготы  $L \approx 100^\circ$ . Около  $60^\circ$  восточнее образовался вторичный эллипс из более слабого отрицательного поля, центральная часть которого опять была заполнена полем положительной полярности (Рис. I). Таким образом фоновое поле достигло максимальной фазы своего развития, самая хорошая видимость которой была в течение оборотов № I589 и I590. Протонная область находилась в северо-восточной части вторичного эллипса.

Если оценить роль обоих комплексов активности в эволюции фонового поля, то его регулярный крупномасштабный узор развился из магнитных полей западного комплекса, в то время как восточный комплекс сыграл роль как будто бы пускового механизма и катализатора в развитии самой протонной области, создавая своеобразный хвост всей сложной фигуры фонового поля.

г) Четвертая, последняя эволюционная фаза фонового поля характеризовалась быстрым, начавшимся сразу после протонных вспышек процессом дезинтеграции и упрощения сложного распределения крупномасштабных магнитных полей во всем интервале гелиографических долгот, в котором развивались оба комплекса. Уже через четыре оборота после вспышечной фазы в западной части изучаемого интервала долгот можно наблюдать остатки фонового поля только положительной полярности (хвостовой в северном полушарии) и в восточной его половине остатки поля только отрицательной (ведущей в северном полушарии) полярности (рис. 4). Процесс был окончен началом развития новых активных областей в течение оборота № I596.



## ОТДЕЛЬНЫЕ ФАЗЫ РАЗВИТИЯ МАГНИТНОГО ПОЛЯ ПРОТОННОЙ ОБЛАСТИ

## а) ИСТОРИЯ РАЗВИТИЯ МАГНИТНОГО ПОЛЯ ГРУППЫ

Как уже было сказано выше, в первой фазе своей жизни августовская протонная область 1972 г. развивалась в течение оборота № 1589 в виде новой активной области, возникшей 11-ого июля в старом хвостовом магнитном поле положительной полярности в форме острова отрицательной полярности, сопровождаемого одновременным усилением старого магнитного поля противоположной полярности (ВУМВА, 1973 в; ВУМВА, НЕЛНА, 1977). Координаты центра тяжести новой области были примерно  $L \approx 15^{\circ}$  и  $B \approx +10^{\circ}$ .

Во время следующего, самого важного оборота № 1590, в течение максимальной фазы развития области ситуация в распределении поля была еще сложнее: все еще растущее поле отрицательной полярности всей области имело перевес своего потока над полем положительной полярности, и ведущая отрицательная полярность обменялась местом с хвостовой положительной полярностью. Положительное поле, в котором развивались большие пятна протонной группы, образовало глубокий залив, прорывающийся в область отрицательной полярности, и новое отрицательное поле возникающее перед этим заливом создало из положительного поля практически изолированный остров, площадь которого постоянно расширялась, похожая на поверхность большого пузыря (ВУМВА, НЕЛНА, 1978).

Последняя эволюционная фаза магнитного поля данной области — ее затухание и исчезновение — сначала развивалась довольно медленно: на следующем обороте № 1591 ситуация в распределении поля относительно мало изменилась, только градиенты поля уменьшились. Но уже начиная с оборота № 1592 диссипация поля ускориалась, но практически без увеличения площади. Два — три оборота спустя, за исключением несущественных остатков, от полей обеих полярностей данной области почти ничего не осталось.

## б) МАКСИМАЛЬНАЯ ФАЗА РАЗВИТИЯ ПОЛЯ ГРУППЫ

Если посмотреть более детально на развитие магнитного поля протонной группы солнечных пятен в течение последних дней июля и первых дней августа 1972 г., то можно отождествить еще несколько стадий развития поля группы. До 31 июля, как кажется, преобладало поле старого лидера из предыдущего оборота в южной части группы, имевшее отрицательную полярность. Начиная с 31-ого июля, быстро развивается поле двух новых лидеров в северо-восточной части группы, более северный из которых становится постепенно доминирующим пятном группы. Максимум своего развития, кажется, он достиг с 4-ого по 7-ого августа.

Вторичный рост ведущего поля отрицательной полярности в западной части группы начался с 3-его августа, так что в течение нескольких дней оно соединилось с остальными полями одинаковой полярности и практически полностью окружило пузырь положительного поля, которое, вероятно, достигло максимума своего развития около 4-ого августа (рис. 5). Начиная с 5-ого августа, положительное поле стало деформироваться под влиянием изменений, происходящих в окружающем его ведущем поле.

Если смотреть только на магнитное поле солнечных пятен, то площадь пятен с положительной полярностью больше, чем площадь пятен с противоположной полярностью. Отрицательный магнитный поток, кажется, достиг своего максимума около 1-ого августа, а поток положительного поля только 6-ого августа (MINASYANS, 1977). Хотя главный лидер достиг максимума своего развития только около 5-7 августа, площадь всех отрицательных пятен совместно уменьшалась с 1-ого августа, в то время как площадь пятен положительной полярности увеличивалась до 6-ого августа. Вероятно, результатом такого поведения магнитных полей пятен было резкое увеличение градиентов магнитного поля группы (MINASYANS, 1977).



## ОТДЕЛЬНЫЕ ФАЗЫ РАЗВИТИЯ ПРОТОННОЙ ГРУППЫ ПЯТЕН

Уже Коробова (1974) показала, что пятна группы разных полярностей имеют разные собственные движения: пятна отрицательной полярности смещаются долгое время практически параллельно друг другу, между тем как пятна положительной полярности как будто бы почти все время расходятся.

Используя измерения, осуществленные Минасянцом (MINASYANS, 1977), можно уточнить, что симультанное смещение отрицательных пятен продолжается до 7-ого августа. Что касается положительных пятен, то их поведение напоминает увеличение поверхности пузыря, на котором они размещены вплоть до того, что область с меньшей плотностью теней пятен расширяется быстрее, чем область почти полностью занятая самым большим ядром тени, где сначала нужно ядро разбить с помощью ярких мостов на отдельные узоры.

В развитии группы возможно опять отождествить три основные фазы:

В течение первой эволюционной фазы развиваются два ведущих пятна в северо-восточной части группы. Более южное из них развивается быстрее, чем более северное, к которому еще в течение 1-ого и 2-ого августа присоединяются малые ядра. Максимальной фазы развития оно, кажется, достигает 3-его или 4-ого августа и с тех пор практически не изменяет свою форму (рис. 6). Южный лидер начинает распадаться со времени максимального развития северного лидера и практически исчезает 9-ого августа.

В то же самое время южное поле увеличивает свою площадь таким образом что самое большое положительное ядро разделяется в следствии эволюции яркого моста 2-ого августа на две, а 4-ого августа на четыре части (рис. 7). При этом кажущийся центр тяжести всей активности в развитии пузыря положительного поля включая образования и дальнейшего развития мостов и вторичной группы пятен лежит в течение всей видимости группы в северо-западной части пузыря недалеко от

его центра, вблизи границы с полем главного лидера.

Что касается второй эволюционной стадии группы, то она как раз характеризуется развитием небольшой вторичной группы, которое происходило с 4-ого августа и было связано с усилением преграды отрицательного поля, завершающей окружение положительного пузыря. Новая вторичная группа хорошо прослеживается только 4-ого августа (рис. 7). Но быстрые изменения в ее хвостовой части возможно наблюдать до 8-ого августа, когда они резко прекращаются вследствие больших изменений всей топологии этой части группы.

Третья фаза развития группы началась с 8-ого августа, и ее можно характеризовать как фазу спада и дезинтеграции всей группы, хотя в группе остаются все еще две области с большими градиентами магнитных полей около старого и нового лидера группы (рис. 8).

#### СВЯЗЬ СТРУКТУРЫ ХРОМОСФЕРЫ С РАСПРЕДЕЛЕНИЕМ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ ФОТОСФЕРЫ

Развитие хромосферных структур над группой тесно связано как с развитием ее магнитного поля, так и с изменениями ее фотосферической морфологической структуры. Об этом свидетельствует и тот факт, что встречаемость отдельных хромосферных структур тесно связана с распределением поля в фотосфере (BUMBA, AMBROŽ, 1974): основная граница полярностей с самым большим горизонтальным градиентом поля обозначена системой активных волокон, отдельные волокна которых соединяют разные места противоположных полярностей; в той части группы, где встречаются обе полярности — вторичная в форме островов или вкраплений — можно наблюдать в хромосфере длинные волокна, выходящие более или менее радиально; там, где магнитное поле около группы концентрировано до супергрануляционной сетки, волокна не встречаются и темное пространство над тенью и полутенью постепенно переходит в спокойную хромосферу.

Кроме того было показано (BUMBA, AMBROŽ, 1974;



AMBRÓŽ et al. 1974), что не только длинные хромосферические волокна встречаются над той частью полутени, где происходят все время изменения отдельных волокон или темных ядрышек полутени, но что каждое из этих хромосферных волоконцев исходит из малых пятнышек, пор, ядер или темных промежутков между светлыми волокнами полутени. Кроме того в данной группе хромосферическая эмиссия внутри группы тесно коррелировала с низлежащими светлыми мостами в группе и значительно усиливалась не только в начальных фазах вспышек, но было возможно ее прослеживать и на ветви спада вспышки.

#### ОТДЕЛЬНЫЕ ФАЗЫ РАЗВИТИЯ АВГУСТОВСКОЙ ПРОТОННОЙ ГРУППЫ 1972 Г. И СОПРОВОЖДАЮЩИЕ ЭТИ ФАЗЫ ВСПЫШКИ И РЕНТГЕНОВСКОЕ ИЗЛУЧЕНИЕ

Чтобы суммировать наши результаты и еще раз выделить отдельные фазы развития, мы попытались построить следующую схематическую диаграмму (табл. I и II), показывающую каким образом эволюционировало фоновое поле в отдельных оборотах. Видим, что в течение первой, начальной фазы, развиваются два, практически еще несвязанных комплекса магнитной активности. Во второй, подготовительной фазе начинается взаимодействие обоих комплексов, в результате которого образуются условия для возникновения комплексной топологии поля в месте будущей протонной области. Третья, максимальная фаза, является завершением процесса создания комплексной фигуры и образования сложной магнитной ситуации, нужной для возникновения протонных вспышек. Наступление этой фазы связано временно и пространственно на солнечной поверхности с пересечением двух активных долгот — основной 27-дневной и вторичной 28-29 дневной (AMBRÓŽ et al. 1971; BUMBA, 1976). Эта фаза завершена началом разрядки всей комплексной магнитной ситуации в виде протонных событий. После вспышек, как пускового механизма разрядки, наступает последняя фаза быстрого упрощения магнитной конфигурации, кончающаяся почти полной диссипацией фотосферного магнитного поля на половине

поверхности Солнца. Если первые три фазы длятся в целом II - I2 оборотов, то последняя проходит в течение 4 - 5 оборотов.

В течение процесса развития протонной фигуры фонового поля в начале каждой из вышеприведенных фаз, кроме последней, происходит приток нового магнитного поля в видимую солнечную атмосферу. После протонных вспышек, с запазданием на один оборот, этот приток нового магнитного поля совершенно прекращается до тех пор, пока не начнется эволюция нового, совсем другого события.

Это постепенное развитие магнитного поля должно отражаться во временном развитии рентгеновского излучения данной части солнечной атмосферы. Прежде всего усиление рентгеновского излучения будет сопровождать появление нового магнитного потока на поверхности Солнца. К сожалению, у нас данные о средней суточной интенсивности рентгеновского излучения в диапазоне I-8 Å только для короткого интервала времени с мая 1972 г. по ноябрь 1972 г. Его временное поведение соответствует выше высказанным предположениям, хотя сопоставление данных затруднительно в основном из-за сильного влияния отдельных активных областей на величину суточного среднего числа.

Что касается сравнения отдельных эволюционных фаз самой протонной группы солнечных пятен с изменениями рентгеновского излучения, то лучшее представление дает сопоставление нашей схематической диаграммы роста группы и ее магнитного поля с суммарными кривыми вспышечной и рентгено-вспышечной деятельности (Bumba, 1973 в). Видим - и это совсем тривиально - что каждая перестройка топологии группы и ее поля сопровождается большим скачком обеих суммарных кривых - резким повышением количества и интенсивности оптических и рентгеновских вспышек.



## ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Если суммировать полученные результаты, то нам кажется, что мы убедились, что действительно самые сложные процессы эволюции магнитных полей и их топологии на Солнце, как в самом крупном, так и среднем масштабах, можно разложить на отдельные более простые эволюционные фазы, которые протекают таким же образом, как и самые простые процессы развития, наблюдаемые в солнечной атмосфере. То же самое верно и в случае очень сложной и комплексной активной области, ее магнитного поля и группы солнечных пятен.

Эти отдельные эволюционные фазы возможно отождествить по всем видам активности во всех наблюдаемых слоях солнечной атмосферы. Они могут запаздывать и иметь определенную последовательность с тем, как магнитное поле проникает во все более высокие слои солнечной атмосферы. Именно это постепенное проникновение магнитных полей во все более высокие слои — образование все более сложных магнитных конфигураций в хромосфере и короне и межпланетном пространстве с развитием всего процесса и наконец кажущаяся потеря глубины магнитного поля в фотосфере в самой последней эволюционной фазе развития, которая единственная может помочь объяснить столь быструю перестройку фотосферных магнитных полей, это все должно иметь большое значение для понятия физики процесса.

Хотя практически все процессы протекающие на Солнце асимметричны во времени — они быстро нарастают и медленно затухают (например, цикл солнечной активности, развитие активной области, пятна, гранулы, супергранулы, вспышки и т.п.) — развитие крупномасштабных протонных фигур фонового поля, в которых зарождаются протонные области, наоборот, медленно нарастает и после вспышек очень быстро затухает. Понять это можно, конечно, и так, что для магнитного поля, чтобы оно могло достичь максимума своей комплексности и запутанности, требуется несколько отдельных, более простых

фаз с нормальной временной асимметрией, в течение которых и благодаря взаимодействию которых топология поля все больше усложняется, причем не только в месте будущей протонной области, а во все большем участке солнечной поверхности.

После разрядки в форме протонных вспышек быстро прекращается приток нового магнитного потока в данную область (он был самым большим в протонной активной области), быстро упрощаются сложные магнитные конфигурации и поле быстро диссипирует — исчезает во всем огромном участке солнечной поверхности. При этом эта диссипация уже идет без новых мощных вспышек или других проявлений солнечной активности, которые достигли максимума своей деятельности и концентрации именно в протонной области. Это подтверждает и быстрое падение уровня рентгеновского излучения данного участка в течение нескольких оборотов последующих после оборота с протонными событиями.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Ambrož, P., Bumba, V., Howard, R., Šýkora, J.: 1971, in R. Howard ed., *Solar Magnetic Fields*, IAU Symp. No. 43, 696.
- {2} Ambrož, P., Bumba, V., Suda, J.: 1977, *Contr. Astr. Obs. Skalnaté Pleso*, 6, 15.
- {3} Bumba, V.: 1972, in C. P. Sonett et al. eds., *Solar Wind*, (NASA) 31.
- {4} Bumba, V.: 1973 a, *Report UAG 28/I*, 77.
- {5} Bumba, V.: 1973 b, *Report UAG 28/I*, 80.
- {6} Bumba, V.: 1976, in V. Bumba and J. Kleczek, eds. *Basic Mechanisms of Solar Activity*, IAU Symp. 71, 47.
- {7} Bumba, V.: 1978, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 27, in print
- {8} Bumba, V., Ambrož, P.: 1974, in R. G. Athay, ed., *Chromospheric Fine Structure*, IAU Symp. 56, 183.
- {9} Bumba, V., Hejna, L.: 1978, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 29, in print
- {10} Bumba, V., Howard, R.: 1965, *Astrophysical J.* 141, 1502.
- {11} Bumba, V., Šýkora, J.: 1973, *Space Res.* XIII, 803.
- {12} Bumba, V., Šýkora, J.: 1974, in G. Newkirk, Jr. ed., *Coronal Disturbances*, IAU Symp. 57, 73.



- {13} Howard, R., Švestka, Z.: 1977, *Solar Phys.* 54, 65.
- {14} Коробова, З.Б.: 1974, *Солн. данн.* № 4, 76.
- {15} Minasyans, G.S.: 1978, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 29, 18.
- {16} Огирь, М.Б.: 1976, *Физика солнечных пятен* (Наука, Москва) 168.

## ТАБЛИЦА 1

## Развитие фонового поля

Эволюцион. фазы	№ оборота	Основные события
Развитие отдельных комплексов - - <u>НАЧАЛЬНАЯ</u> <u>ФАЗА</u>	1579	Начало развития западного магнитного комплекса.
	1580	Начало развития восточного магнитного комплекса.
	1581	
	1582	
-----		
Взаимодействие комплексов - <u>ПОДГОТОВИ-</u> <u>ТЕЛЬНАЯ</u> <u>ФАЗА</u>	1583	<u>ОБРАЗОВАНИЕ НОВОЙ А.О. НА СТЫКЕ КОМПЛЕКСОВ.</u> Лучшая видимость запад. комплекса
	1584	Максимум развития новой А.О.
	1585	Начало образования большой области [-]полярности и[+]хвоста
	1586	
	1587	
1588	Затухание поля новой А.О.	
	1588	Образование первичного эллипса [-]полярности
-----		
<u>МАКСИМАЛЬНАЯ</u> <u>ФАЗА РАЗВИТИЯ</u>	1589	<u>ПОЯВЛЕНИЕ НОВЫХ М. ПОЛЕЙ В СТАРОМ ПОЛЕ А.О.</u> Образование вторичного эллипса[-]полярности - наилучшая видимость регулярной структуры
Разрядка	1590	<u>ОСТАЛАСЬ ТОЛЬКО ПРОТОННАЯ А.О.</u>
-----		
Быстрое упрощение м. поля - - <u>ФАЗА СПАДА</u>	1591	<u>НАЧАЛО ФАЗЫ СПАДА ПРОТОННОЙ ОБЛАСТИ</u> дезинтеграция и упрощение поля регулярной фигуры
	1592	быстрый спад поля протонной обл.
	1593	Небольшие остатки поля протон. области
	1594	
	1595	
	1596	Начало совсем другого процесса

## ТАБЛИЦА 2

## Развитие протонной области

Оборот №	Дата	Развитие м.п. протон.обл.	Развитие пятен
1589		Начало развития	Первая группа пятен
1590		Макс.фаза развития	Новая группа в старой группе
	июль 29	Развитие поля старого лидера	- Развитие нового лидера
	30		
	31		
август 1		- МАКСИМУМ [-] ПОТОКА	
	2		- Первое разделение [+] ядра
	3	- Развитие поля новых лидеров	
	4	- Начало развития поля	- Появление вторичной
	5	вторичной группы	группы и второе
	6	- МАКСИМУМ [+] ПОТОКА	разделение [+] ядра
	7		
	8	- Начало деформации [+]	- Исчезновение нового
	9	пузыря	моста; самое большое
	10		изменение топологии;
	11		спад активности группы
1591		Фаза спада - медленная	
1592		Фаза спада - быстрая	
1593		Небольшие остатки м.поля	



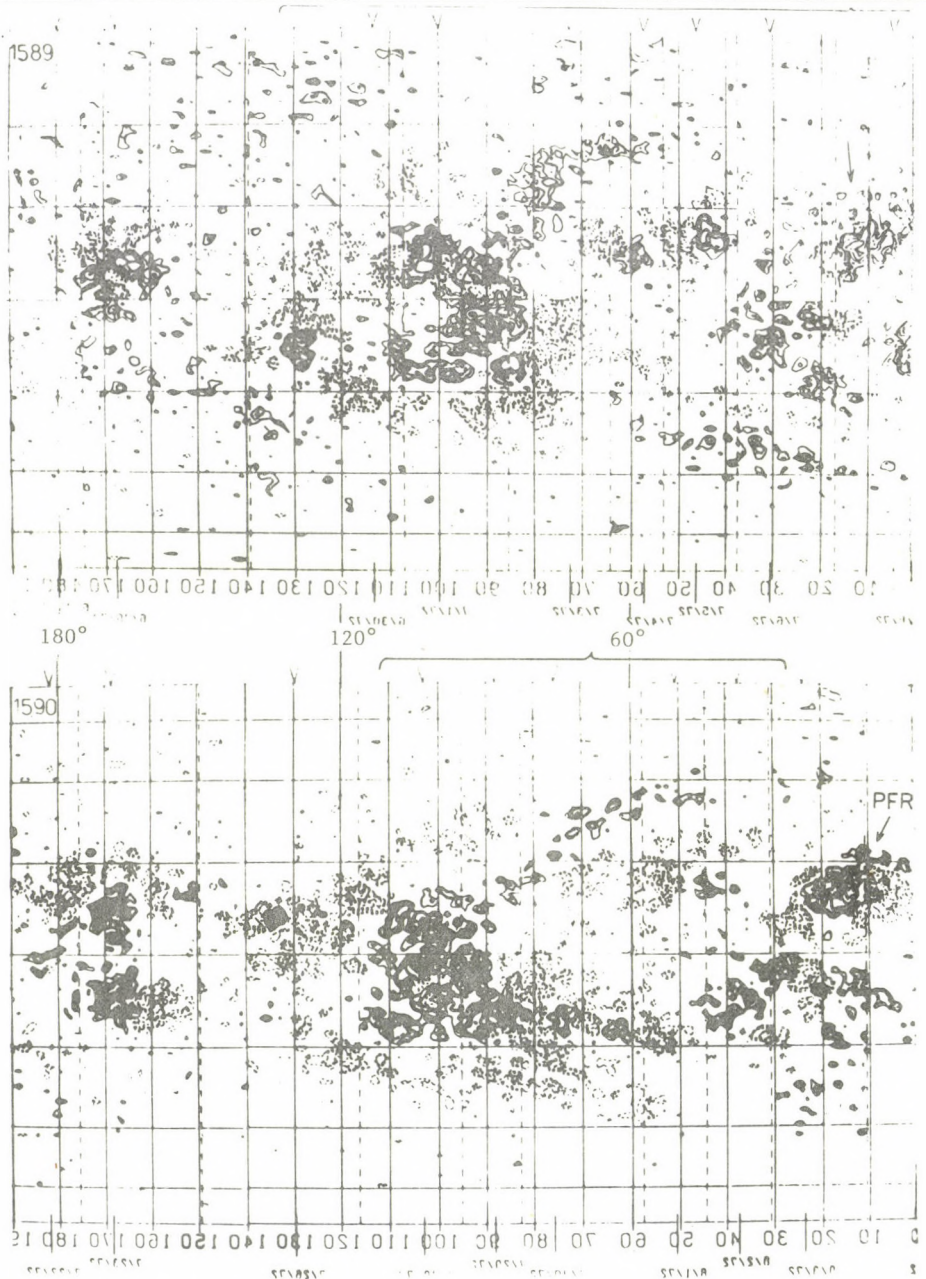
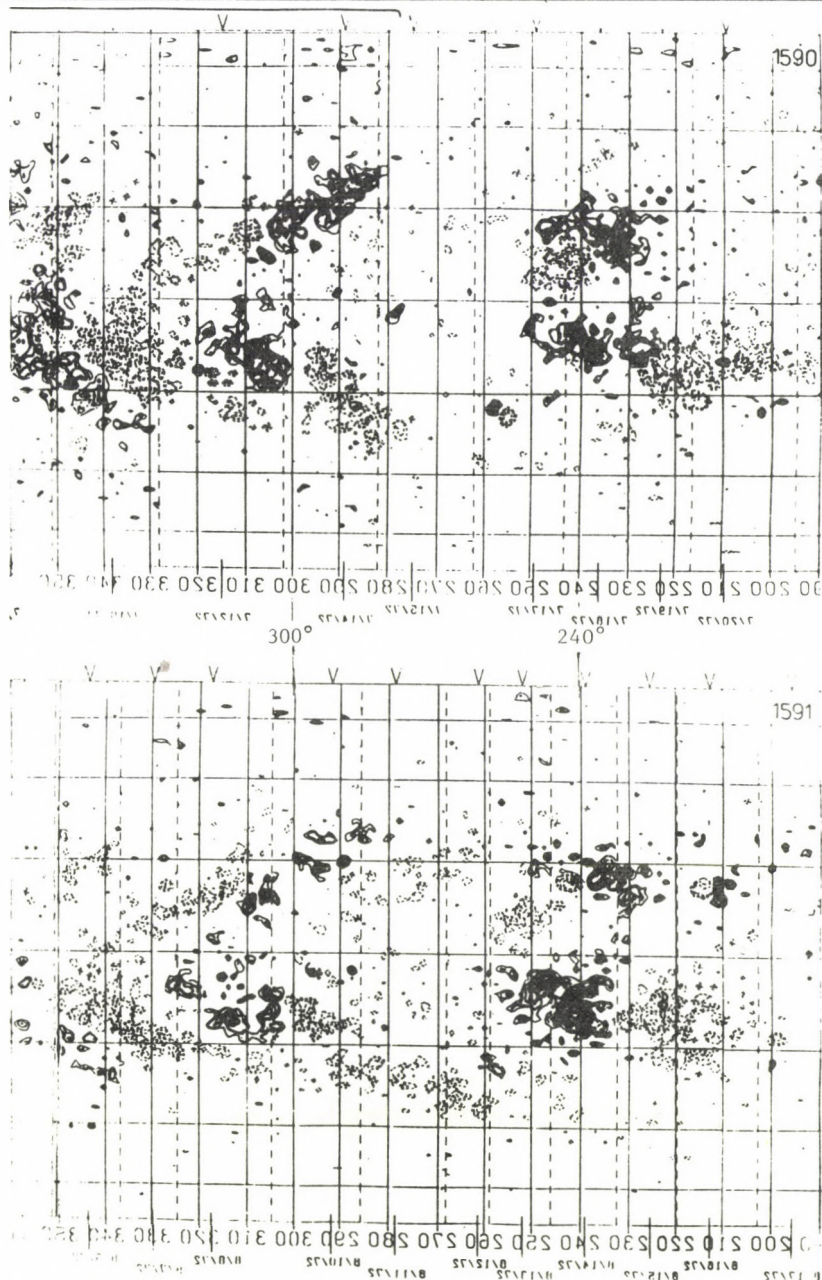


Рис.1. Синоптические карты показывающие распределение фотосфери-



ческого магнитного поля в течение оборотов № 1589 и 1590.  
Протонная активная область показана стрелкой.



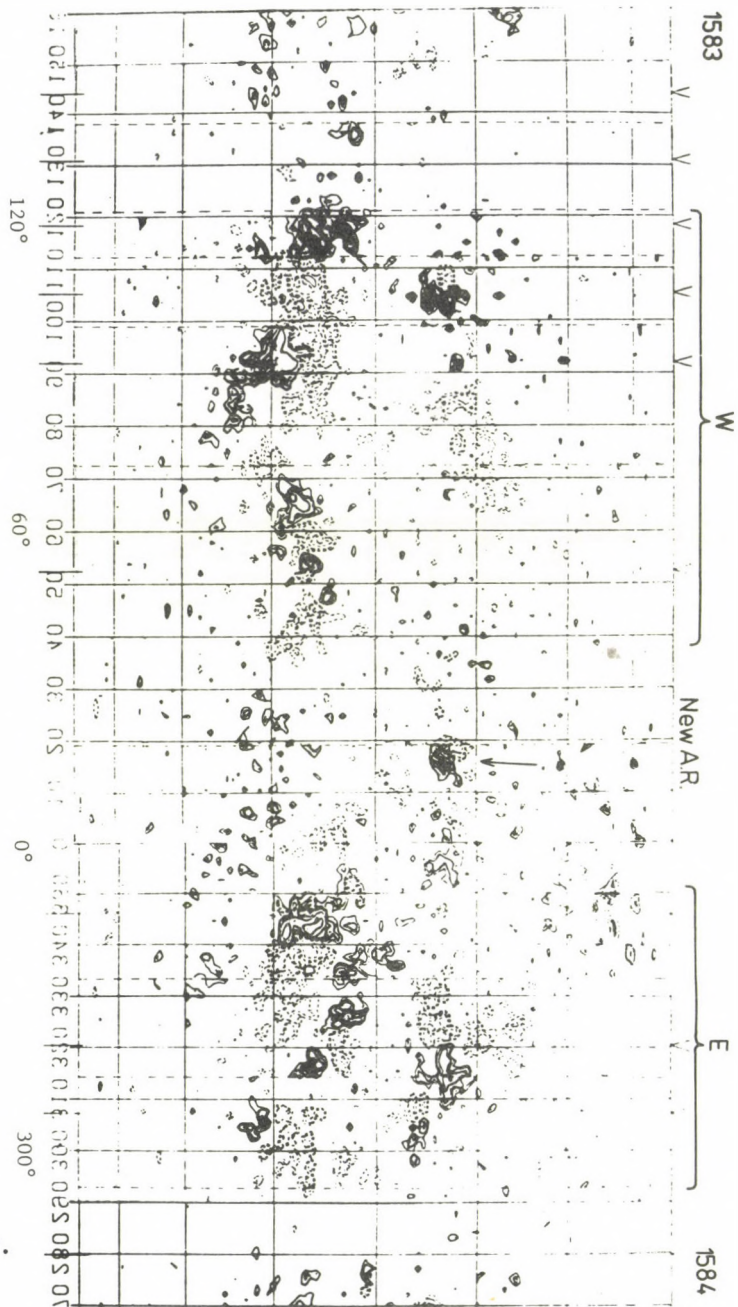


Fig. 2.



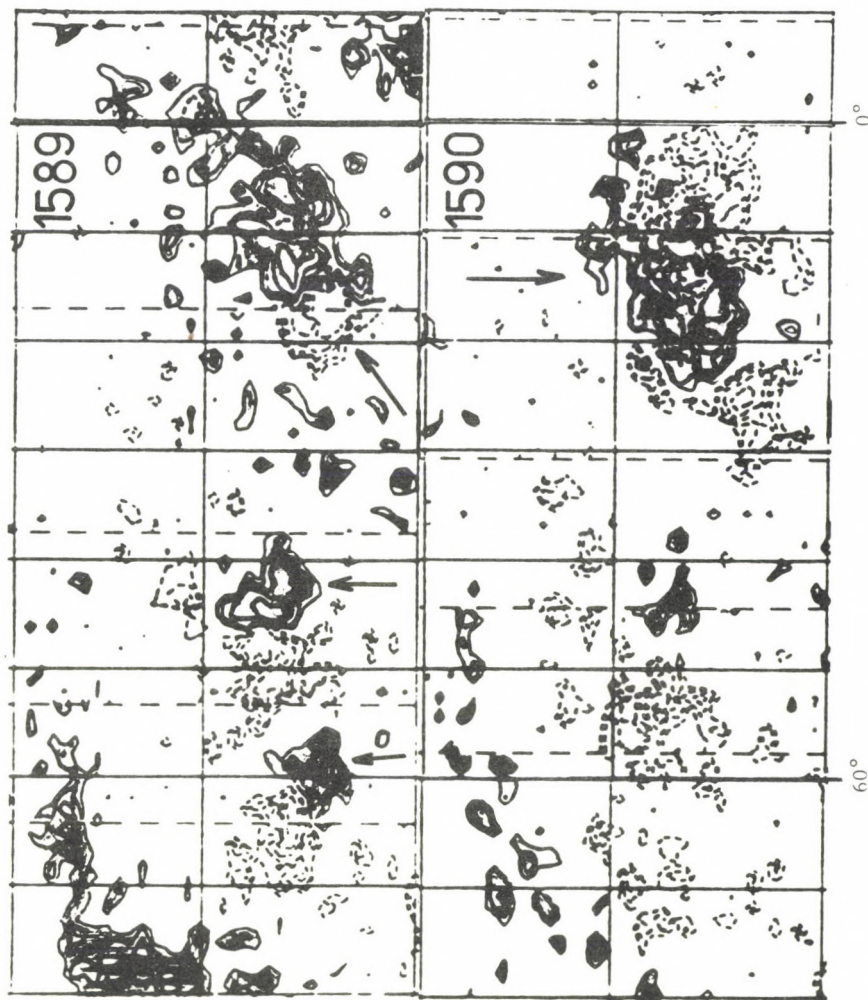


Рис.3. Части двух синоптических карт магнитного поля (№ 1589 и 1590), показывающие начало развития протонной области в старом хвостовом поле.

Рис.2. Часть синоптической карты фотосферического магнитного поля показывающая западный комплекс активности в течение оборота № 1583 (один оборот спустя фазы его лучшей видимости) и восточный комплекс в течение оборота № 1584 (в фазе его лучшей видимости) и зарождающуюся активную область (показана стрелкой) в месте встречи границ обоих комплексов.

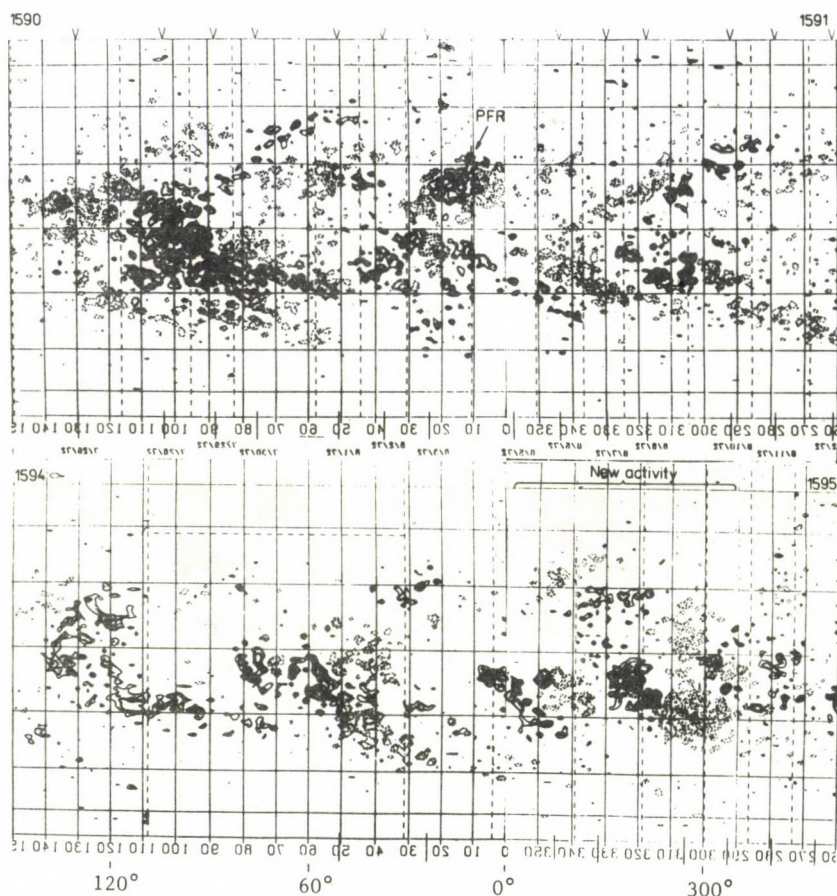


Рис. 4. Синоптические карты магнитного поля для оборотов № 1590/91 и №1594/95, демонстрирующие быструю дезинтеграцию и упрощение магнитного поля регулярной фигуры четыре оборота после протонных событий. В восточной части последней карты заметны новые поля, принадлежащие к совсем другому, новому процессу.

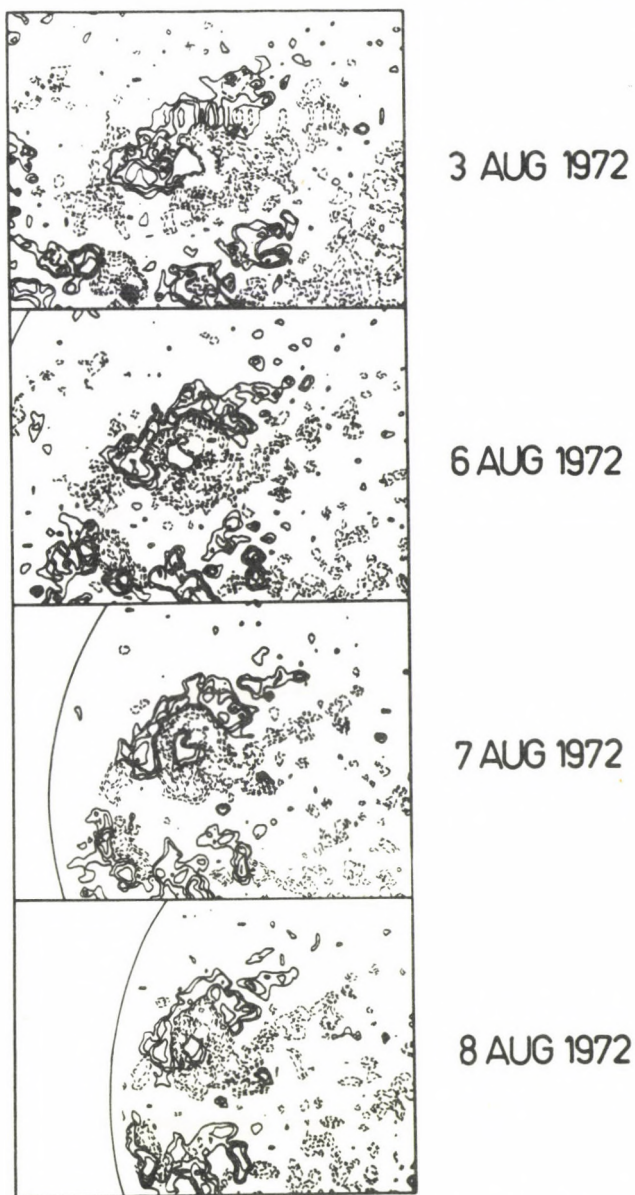


Рис. 5. Копии дневных магнитных карт магнитного поля, полученные на обсерватории Мт. Вильзон 3-его, 6-ого, 7-ого и 8-ого августа 1972 г. Хорошо видно развитие острова положительной полярности (полные линии) в центре области.



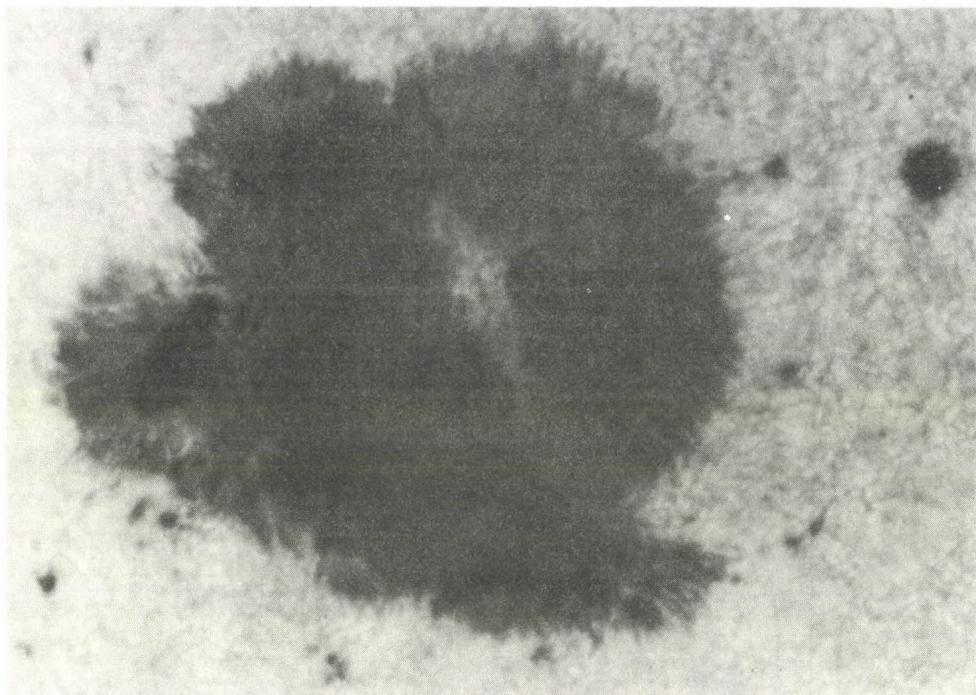


Рис. 6а. Фотография августовской группы 1972 г.  
3-его ( $14^{\text{h}}31^{\text{m}}02^{\text{s}}$  UT) августа.

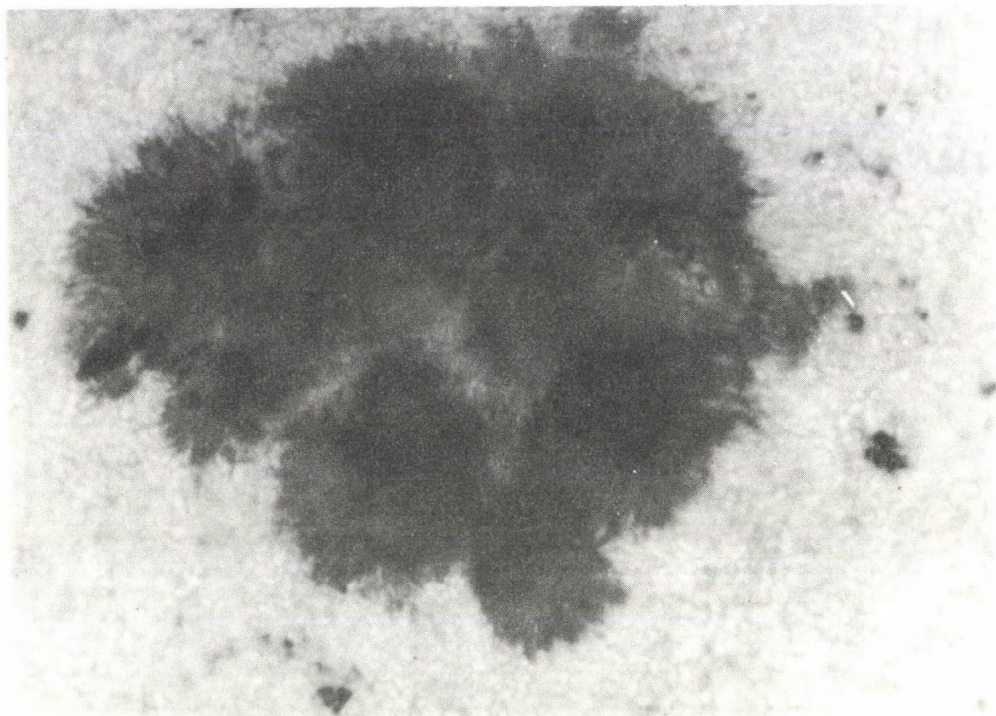


Рис. 66. Фотография августовской группы 1972 г.  
5-ого ( $14^{\text{h}}34^{\text{m}}15^{\text{s}}$  UT) августа.



Рис.7. Фотография этой  
же группы 4-ого  
августа 1972 г.  
(15<sup>h</sup>31<sup>m</sup>34<sup>s</sup> UT)  
Специально обозначена  
новая вторичная группа.



Рис.8. Фотография той  
же группы 8-ого  
августа 1972 г.  
(7<sup>h</sup>16<sup>m</sup>21<sup>s</sup> UT).



ЭКСТРАПОЛЯЦИЯ БЕССИЛОВОГО МАГНИТНОГО ПОЛЯ КОМПЛЕКСНОЙ ГРУППЫ  
СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН АВГУСТА 1972 г.

Н. З Е Е Х А Ф Е Р, Ю. Ш Т А У Д Е  
Zentralinstitut für solar-terrestrische Physik, Akad.Wiss.DDR  
Sonnenobservatorium Einsteinurm, Potsdam

FORCE-FREE MAGNETIC FIELD EXTRAPOLATION  
FOR THE COMPLEX SUNSPOT GROUP OF AUGUST 1972

N. S E E H A F E R, J. S T A U D E  
Central Institute for Solar-Terrestrial Physics, GDR Acad.Sci.  
Solar Observatory "Einsteinurm", Potsdam

Abstract:

*In order to improve our understanding of physical processes in solar active regions, it is of basic importance to obtain more exact quantitative data about the magnetic field structure at all levels of the solar atmosphere. Because photospheric magnetograms of the longitudinal component of the magnetic field vector  $B$  are the most reliable data available, one has to look for a method of theoretical extrapolation of such data at higher levels. For a vertical column above the observed area of limited extent a new solution to the problem has been derived, making the following assumptions: Force-free magnetic field structure, i.e.  $\nabla \times \underline{B} = \alpha \underline{B}$ , with  $\alpha = \text{constant}$ , at the lateral boundary planes  $\underline{B}$  satisfying more general and realistic boundary conditions as compared with earlier papers.*

*This method can be used to calculate the magnetic field vector and lines of force in the atmospheric layers of an active region, it may be checked by comparing the calculated fields with other observations, e.g. structures in H-alpha or X-ray filtergrams. The method has been applied to the complex sunspot group of August 1972. Preliminary results of August 3rd show that the loop prominence systems observed during the flares of August 2nd and 4th are represented by a force-free field with positive  $\alpha$  rather than by a current-free field ( $\alpha=0$ ).*

## ВВЕДЕНИЕ

Исследование структуры и динамики магнитного поля (м.п.) во всех этажах атмосферы активной области имеет большое значение для выяснения физических процессов, например таких, как механизмы вспышек. К сожалению, до сих пор только на уровне фотосферы можно получить достоверные наблюдательные данные о м. п. при помощи эффекта Зеемана, но только продольную (т. е. лучевую) составляющую м. п. В<sub>||</sub> можно измерить и для слабых и для сильных м. п. Фильтрограммы в пригодных линиях (например, в H-альфа и в рентгеновских линиях) дают только качественную информацию о направлении поперечной составляющей м. п. в областях возникновения линий; в радиодиапазоне развитие разрешающей силы и моделей эмиссии пока недостаточно, так что невозможно выводить таким образом заключение о точной структуре м. п. на больших высотах.

В последнее время пытаются теоретическим образом экстраполировать в более высокие слои измеряемые в фотосфере м. п. Это возможно при дополнительных предположениях о структуре м. п. Чаще всего предполагается бестоковое м. п., т. е. поле потенциальное. В первом приближении вычисленные структуры м. п. согласуются со структурами видимыми на фильтрограммах, но в хромосфере часто наблюдаются отличия. С физической точки зрения лучшее предположение — модель бессилового м. п.,

$$\nabla \times \underline{B} = \frac{4\pi}{c} \underline{j} = \alpha \underline{B}$$

где вектор  $\underline{B}$  — м. п. (т. е. магнитная индукция или напряженность м. п.),  $\underline{j}$  — плотность электрического тока; скаляр  $\alpha$  описывает скручение силовых линий. В общем случае  $\alpha$  функция места и времени, но вдоль силовой линии  $\alpha$  постоянна ( $\alpha = \text{const.}$ ). Предположение бессилового м. п. подтверждается наблюдаемой стабильностью большинства структур в хромосфере и в короне, где м. п. определяет все физические условия; незначительное отклонение от бессиловой структуры уже приводит

к сильному ускорению вещества и быстрому изменению структуры м. п. Специальный случай потенциального поля  $\alpha = 0$  является м. п. с минимумом магнитной энергии; при увеличении  $\alpha$ , т. е. скручения силовых линий, получаем дополнительную энергию в м. п.

Накагава и сотрудники {9, 12} показали, что многие структуры в Н-альфа подобны топологии особых бессиловых полей с  $\alpha = \text{const}$ . Накагава и Рааду {10} предложили метод для вычисления м. п. в каждой точке над наблюдаемой областью в фотосфере, используя измерения продольной составляющей м. п. и считая  $\alpha = \text{const}$ . В дальнейшей работе {11} было показано хорошее моделирование многих структур в Н-альфа силовыми линиями, полученными этим методом.

### ПРИМЕНЯЕМАЯ ПРОЦЕДУРА ЭКСТРАПОЛЯЦИИ

Тщательное исследование общей краевой задачи для  $\alpha = \text{const}$ . Зеехафера {15} показало, что решение Накагавы правильно только в специальном случае краевых условий на граничных боковых поверхностях. Это эквивалентно двумерному периодическому продолжению области в фотосфере. Общее решение для  $\alpha = \text{const}$ . {15} позволяет предполагать другие и вероятно более разумные граничные условия. В настоящей работе используется решение с предположением  $B_z(x, y, z) = 0$  для  $x = x_1, x_2$  или  $y = y_1, y_2$  где  $(x, y, z)$  — прямоугольные координаты,  $z$  — в направлении, перпендикулярном к фотосфере, а  $x = x_1, x_2$  или  $y = y_1, y_2$  — граничные боковые поверхности. Близ центра диска  $B_z \approx B_n$ . Решение проблемы можно представить следующим образом: Поле, которое удовлетворяет условию  $\nabla \times \underline{B} = \alpha \underline{B}$  при  $\alpha = \text{const}$ ., может быть всегда представлено как

$$\underline{B} = \alpha \underline{e} \times \nabla R + \nabla \times (\underline{e} \times \nabla R)$$

где  $\underline{e} = (0, 0, 1)$  и  $R$  — решение уравнения  $\nabla^2 R + \alpha^2 R = 0$  — однородного уравнения Гельмгольца (волнового уравнения).



Тоже  $B_x, B_y, B_z$ , удовлетворяют этому уравнению. Таким образом задача определения м. п. сведена к краевой задаче для уравнения Гельмгольца. Решение этой задачи можно представлять с помощью функции Грина.

Функция Грина первой краевой задачи для уравнения Гельмгольца в области  $x_1 \leq x \leq x_2, y_1 \leq y \leq y_2, 0 \leq z \leq \infty$

имеет вид

$$G(\underline{r}, \underline{r}') = \sum_{m,n=1}^{\infty} \frac{\psi_{mn}(x,y) \cdot \psi_{mn}(x',y')}{2 r_{mn}} \left( e^{-r_{mn}|z-z'|} - e^{-r_{mn}|z+z'|} \right),$$

$$\text{где } r_{mn} = \sqrt{\lambda_{mn} - \alpha^2}, \quad \lambda_{mn} = \pi^2 \left( \frac{m^2}{L_x^2} + \frac{n^2}{L_y^2} \right),$$

$$L_x = x_2 - x_1, \quad L_y = y_2 - y_1,$$

$$\psi_{mn} = \sqrt{\frac{4}{L_x L_y}} \sin \left( \frac{\pi m x}{L_x} \right) \sin \left( \frac{\pi n y}{L_y} \right)$$

— ортонормированные собственные функции прямоугольной мембраны со сторонами  $L_x$  и  $L_y$ . (Для другой формы области наблюдения в фотосфере нужно подставлять собственные функции мембраны этой формы, например, функции Бесселя для круговой области.)

Для граничных условий  $B_z(x, y, z) = 0$  где  $x = x_1, x_2$  или  $y = y_1, y_2$  м. п. представляется формулами

$$B_x = \sum_{m,n} \frac{c_{mn}}{\lambda_{mn}} e^{-r_{mn}z} \left[ \alpha \frac{\pi n}{L_y} \sin \left( \frac{\pi m x}{L_x} \right) \cos \left( \frac{\pi n y}{L_y} \right) - r_{mn} \frac{\pi m}{L_x} \cos \left( \frac{\pi m x}{L_x} \right) \sin \left( \frac{\pi n y}{L_y} \right) \right],$$

$$B_y = \sum_{m,n} \frac{c_{mn}}{\lambda_{mn}} e^{-r_{mn}z} \left[ \alpha \frac{\pi m}{L_x} \cos \left( \frac{\pi m x}{L_x} \right) \sin \left( \frac{\pi n y}{L_y} \right) + r_{mn} \frac{\pi n}{L_y} \sin \left( \frac{\pi m x}{L_x} \right) \cos \left( \frac{\pi n y}{L_y} \right) \right],$$

$$B_z = \sum_{m,n} c_{mn} e^{-r_{mn}z} \sin \left( \frac{\pi m x}{L_x} \right) \sin \left( \frac{\pi n y}{L_y} \right),$$

где  $c_{m,n}$  определены разложением

$$B_z(x, y, z = 0) = \sum_{m,n} c_{mn} \sin\left(\frac{\pi mx}{L_x}\right) \sin\left(\frac{\pi ny}{L_y}\right)$$

Эти уравнения, очевидно, можно использовать для значений

$$|\alpha| < \alpha_{\max} = \pi(L_x^{-2} + L_y^{-2})^{\frac{1}{2}}$$

Область начальных значений в фотосфере  $z = 0$  подвергается двумерному дискретному анализу Фурье. Отсюда для выбранного значения  $\alpha$  можно вычислить вектор  $\underline{v}$  в каждой точке  $(x, y, z)$  столба над наблюдаемой областью  $x_1 \leq x \leq x_2$ ,  $y_1 \leq y \leq y_2$ , и силовую линию сквозь такую точку в данном диапазоне высот  $z_1 \leq z \leq z_2$  (чаще всего  $z_1 = 0$ ). Плоттер рисует силовые линии в параллельной проекции в нужном направлении. Сравнение таких рисунков с фильтрограммами, например, в H-альфа, позволяет выбирать лучшее значение  $\alpha$ . Для проведения вычисления силовых линий требуется много машинного времени и большая ёмкость памяти машины, поэтому можно проводить вычисления только для ограниченного числа силовых линий; численные значения вектора  $(v_x, v_y, v_z)$  в узлах  $(x, y, z)$  трёхмерной сетки можно получить гораздо быстрее. Вычислительная программа для практического применения методов на машине БЭСМ-6 была испытана при помощи известных аналитических решений бессиловых полей с  $\alpha = \text{const}$ . Таким образом можно оценивать и ошибки, возникающие вследствие квантования, т. е. дискретности начальных значений  $B_{||}$  в фотосфере; относительная погрешность оказалось меньше 15 процентов.

### НАБЛЮДАТЕЛЬНЫЕ ДАННЫЕ

Для практического применения была выбрана большая комплексная группа солнечных пятен августа 1972 г., потому что для этой активной области имеется богатый наблюдательный материал обсерваторий во всем мире. К сожалению, наш фотоэлектрический магнитограф в это время не работал, но мы получили фотографические определения м. п. 2 и 7 августа при помощи анализатора круговой поляризации. Кроме того исполь-

зуются следующие материалы: цифровые магнитограммы  $B_{\parallel}$  обсерватории Сакраменто-Пик от 3 и 7 августа как начальные значения экстраполяции, для сравнения 2 цифровые магнитограммы  $B_{\parallel}$  обсерватории Китт-Пик от 2 августа и серия фототелиограмм высокого разрешения обсерватории Ондржеев, показывающих тонкую структуру в фотосфере, например, волокна в полутени. К этому еще надо добавить наблюдательный материал многих публикаций, так например, работы обсерваторий ИЗМИРАН (Коробова, Могилевский и сотрудники {3 - 8}), Сакраменто-Пик (Раст и сотр. {13 - 14}), Биг-Бер (Зирин и Танака {17}), и данные, собранные в сборнике MCD-A {2}.

Наблюдения показывали следующие особенности структуры м. п. : Необычно было сильное скручение ("шир") нулевой линии  $B_{\parallel}$  ( $z = 0$ ) = 0, в окрестности которой часто измерялись большие абсолютные значения вектора  $\underline{B}$  (т. е. большие значения поперечной составляющей  $\underline{B}$ ), а расположение структур в Н-альфа и волокон полутени преимущественно параллельно нулевой линии. В эруптивной фазе вспышек наблюдались системы арочных тонко-структурных хромосферных филаментов (AFFS-arch filament flare systems) или петельные системы протуберанцев (LPS-loop prominence systems). Первые арки возникают в нижней хромосфере и направлены параллельно нулевой линии. В течение времени арки образуются постепенно выше, достигая высоты более 40 000 км, и постепенно становятся более перпендикулярными нулевой линии. Теоретические экстраполяции м. п. при помощи процедур Шмидта (поле  $\alpha = 0$  без связи с м. п. вне наблюдаемой области) {14} и Накагавы {16} показали, что высокие арки подобны полю в случае  $\alpha = 0$ , в то время, как более низкие арки можно представить только в случае больших значений  $\alpha$ , Арки показали подобную структуру и динамику во время всех больших вспышек (2, 4, 7 и 11 августа), выказывая стабильность крупной структуры м. п.



## ОБСУЖДЕНИЕ ПОЛУЧЕННЫХ РЕЗУЛЬТАТОВ

Разрешающая сила магнитограмм от 3 августа  $-6''.0 \times 6''.0$ , а от 7 августа  $-7''.8 \times 9''.5$ . Были вычислены силовые линии от каждого узла сетки с шириной петли  $30'' \times 30''$  всей активной области в фотосфере, кроме того была выбрана сетка с шириной петли  $6'' \times 6''$  в магнитограмме от 3 августа в окрестности места больших вспышек от 2 и 4 августа. Мы представляем здесь только предварительные результаты вычислений в качестве примера; расширенный вариант этой работы будет опубликован в журнале "Astronomische Nachrichten".

На рис. 1 видны силовые линии ("ноги"  $30'' \times 30''$ ) той же проекции как и во время наблюдения 3 августа; различные виды линий описывают различные диапазоны высот над фотосферой. Для сравнения на рис. 2 видны силовые линии в изометрической проекции; здесь силовые линии проведены до высоты 200 000 км над фотосферой. Были проведены вычисления для  $\alpha = \pm 0,9\alpha_{\max}$  и для  $\alpha = 0$ . На рис. 1 видно, что уже в случае  $\alpha = 0$  на некоторых местах силовые линии показывают различные направления на различных высотах. Наблюдения во время вспышек показали AFS, где более высокие арки распространялись главным образом с ленты вспышки в группе пятен к востоку {6, 14}. Рисунки для  $\alpha = 0$  показывают подобные арки, но видны и другие арки к югу, которые не наблюдались во время вспышек.

Согласие между наблюдениями и вычислениями гораздо лучше для  $\alpha = 0,9\alpha_{\max}$ ; подобны направления как AFS, так и многих структур в окрестности группы пятен в H-альфа. Для  $\alpha = -0,9\alpha_{\max}$  согласие хуже. Положение большого волокна вдоль нулевой линии на северо-востоке активной области хорошо видно на всех рисунках, где более низкие арки наводят мост через нулевую линию.

Полученные при экстраполяции качественные данные о м. п. представляются очень полезными для дальнейших вычислений комплексных моделей активных областей. Так например, можно оценить энергию вложенную в м. п. и используемую для

превращения в излучение во время вспышки {I6}. Можно усовершенствовать и комплексные модели эмиссии микроволн и рентгеновских лучей во вспышке {I}.

Недостатки экстраполяции связаны с отсутствием более лучших наблюдательных данных. Ошибки возникают вследствие недостаточной разрешающей силы магнитографа и влияния рассеянного света, подавляя большие значения м. п. особенно в маленьких пятнах. У краёв мешающее влияние неизвестных м. п. вне наблюдаемой области растёт вверх. Предположение о постоянной  $\alpha$  конечно не позволяет представить и тонкую и крупную структуру м. п. во всей области. Чтобы сделать возможным вычисления с переменной  $\alpha$  нужно было бы иметь достоверные измерения полного вектора  $\underline{B}$ , по возможности в различных высотах активной области; даже и в этом случае невозможно было бы однозначное продолжение м. п. без дополнительных предположений. Фильтрограммы высокой разрешающей силы в рентгеновских линиях могли бы сделать возможным проверку наблюдениями экстраполяции и в более высоких слоях короны.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Böhme, A., Fürstenberg, F., Hildebrandt, J., Hoynig, P., Krüger, A., Saal, O., Stevens, G. A.: 1976, *HHI-STP Report No. 6*.
- {2} Coffey, H. E., ed.: 1973, *Report UAG-28, Part I*.
- {3} Ишков, В. Н.: 1976, *Физика солнечной активности (ИЗМИРАН)* 45.
- {4} Коробова, З. Б.: 1974, *Солн. данн.* № 4, 76.
- {5} Коробова, З. Б.: 1974, *Солн. данн.* № 5, 92.
- {6} Коробова, З. Б., Ишков, В. Н., Могилевский, Э. И.: 1976, *Солн. Данн.* № 10, 92; *Физика солнечной активности (ИЗМИРАН)* 3.
- {7} Лазарева, Л. Ф., Могилевский, Э. И.: 1975, *Солн. данн.* № 2, 97; 1976, *Физика солнечной активности (ИЗМИРАН)* 33.
- {8} Могилевский, Э. И., Лазарева, Л. Ф.: 1976, *Солн. данн.* № 7, 93.
- {9} Nakagawa, Y., Raadu, M. A., Billings, D. E., McNamara, D.: 1971, *Solar Phys.* 19, 72.

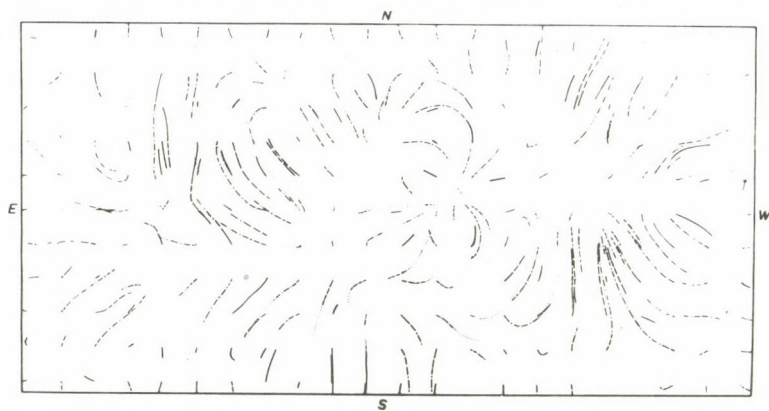
- {10} Nakagawa, Y., Raadu, M.A.: 1972, *Solar Phys.* 25, 127.
- {11} Nakagawa, Y., Raadu, M.A., Harvey, J.W.: 1973, *Solar Phys.* 30, 421.
- {12} Raadu, M.A., Nakagawa, Y.: 1971, *Solar Phys.* 20, 64.
- {13} Rust, D.E.: 1973, *Solar Phys.* 33, 205.
- {14} Rust, D.E., Bar, V.: 1973, *Solar Phys.* 33, 445.
- {15} Seehafer, N.: 1975, *Astron. Nachr.* 296, 177.
- {16} Tanaka, K., Nakagawa, Y.: 1973, *Solar Phys.* 33, 187.
- {17} Zirin, H., Tanaka, K.: 1973, *Solar Phys.* 32, 173.

#### ПОДПИСИ К РИСУНКАМ

Рис.1. Силовые линии магнитного поля активной области 3 августа, полученные для  $\alpha = 0$  и  $\alpha = 0.9\alpha_{\max}$  в той же проекции как и во время наблюдения. Высоты над фотосферой: ————— 0 - 2000 км, ----- 2000 - 5000 км, - . - . - 5000 - 20 000 км, ..... 20 000 - 40 000 км. Для сравнения на третьей рисунке приведены изолинии  $H_{\parallel}$  в фотосфере для  $|H_{\parallel}| = 20, 40, 80, 160, 320, 640$  и 1280 эрст.

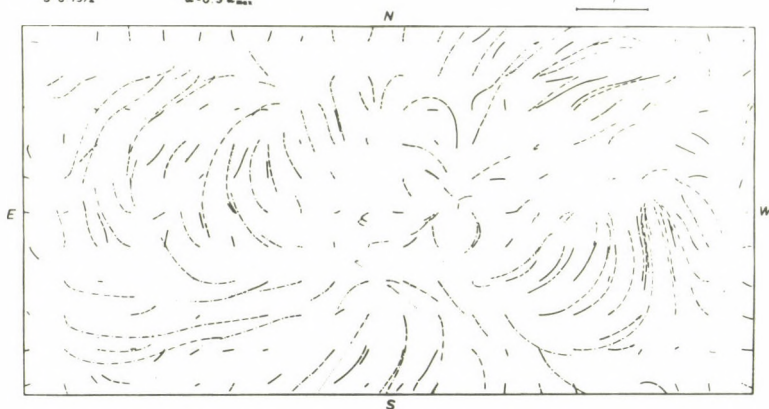
Рис.2. Силовые линии магнитного поля той же самой области как на рис.1, но вычислены до высоты 200 000 км для  $\alpha = 0$  и  $\alpha = \pm 0.9\alpha_{\max}$  в изометрической проекции.



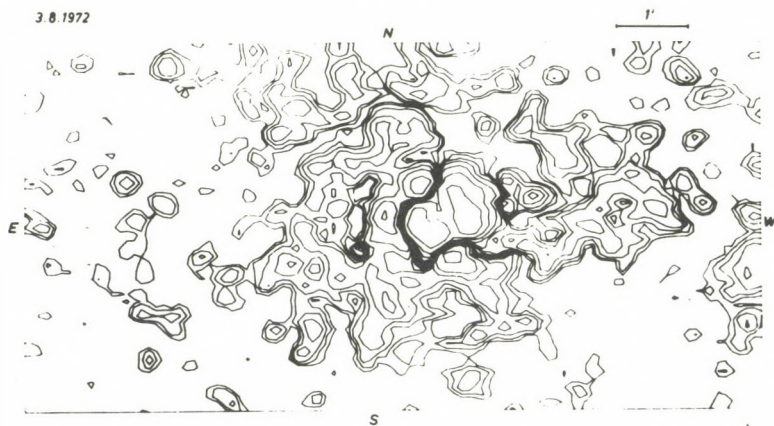


3.8.1972

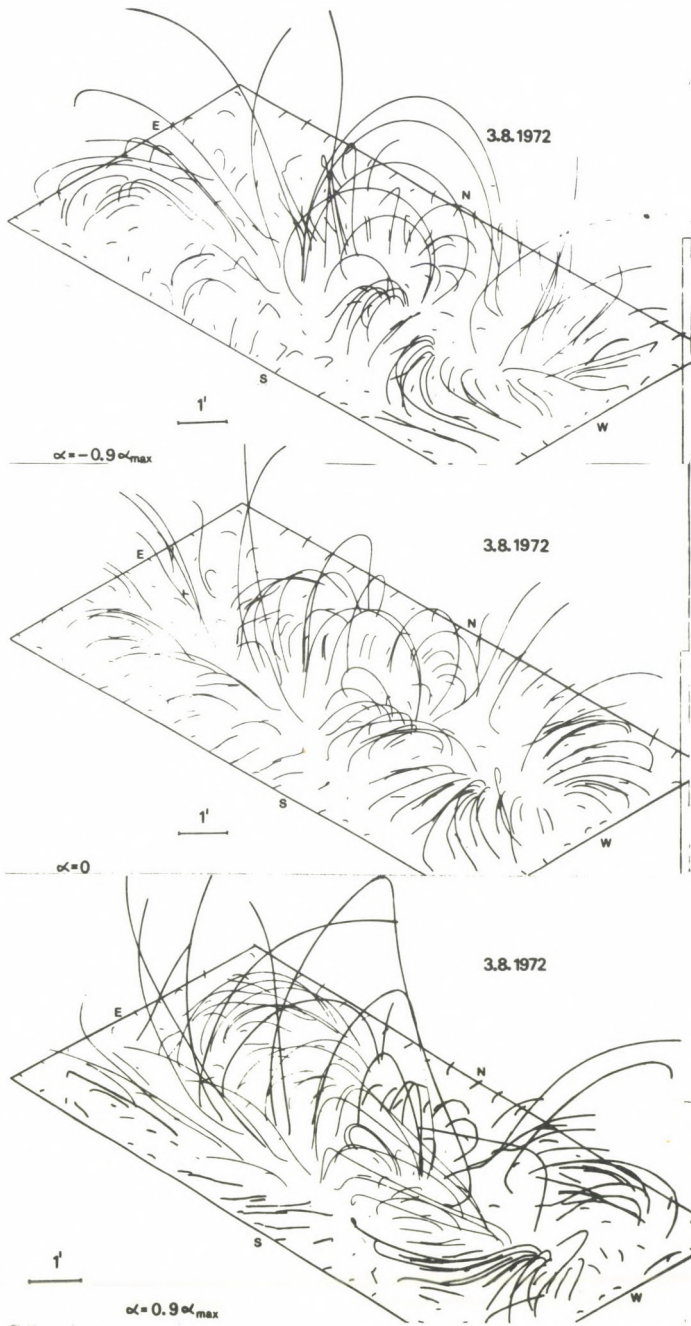
$u = 0.9 \text{ m/s}$



3.8.1972



Puc. 1.







КОМПЛЕКСНЫЙ АНАЛИЗ ЛИМБОВЫХ ЯВЛЕНИЙ СОЛНЦА  
11-ГО АВГУСТА 1972 г.

А. К Р Ю Г Е Р, Г. А У Р А С С,  
Zentralinstitut für solar-terrestrische Physik, Akad. Wiss. DDR, Berlin

И. К Л И М Е Ш Ъ,<sup>\*</sup> Л. К Р Ж И В С К И Й<sup>+</sup>  
Astronomický Ústav ČSAV Observatoř Ondřejov<sup>+</sup> a Upice<sup>\*</sup>

Абстракт:

Приводится анализ явлений на солнечном лимбе 11-го августа 1972 г. на основе оптических, радио- и рентгеновских наблюдений. Оказывается, что встпщечные протуберанцы и всплески в микроволновом и рентгеновском диапазонах имеют совместную начальную стадию развития.

Последовательные тики радио- и рентгеновского излучений соответствуют последовательным активизируемым отдельным районам в встпщечном объеме. Передача возбуждения происходит в сравнительно широкой области вероятно за счет трех механизмов: Переноса частиц и масс, теплопроводимости и турбулентных волн различного рода.

COMPLEX ANALYSIS OF THE SOLAR LIMB EVENT  
OF 11TH AUGUST 1972

A. K R Ü G E R, H. A U R A S S,

Central Institute for Solar-Terrestrial Physics, GDR Acad.Sci., Berlin

J. K L I M E Š,\*, L. K Ř I V S K Ý†

Astronomical Institute of the Czechoslovak Acad. Sci.  
Observatory Ondřejov† and  
Upice Observatory\*

Abstract:

*Based on optical (H-alpha), radio and X-ray observations an analysis of the solar limb event of August 11th, 1972, was carried out. There is strong evidence that besides the development of flare loops, flare prominences (sprays and surges) show a common initial stage together with bursts in the microwave and hard and soft X-ray regions, in spite of later differences in the temporal development.*

*Subsequent peaks of the radio and X-ray emission correspond to activations in different parts of the visible flare volume. The exchange of information in a relatively large flare region is evidently realized by three main mechanisms, viz. mass and particle transport, heat conduction, and different kinds of turbulent wave phenomena.*

## ВВЕДЕНИЕ

Настоящая обработка включает ряд анализов мощных явлений периода высокой солнечной активности в августе 1972 г. (Böhme and Krüger, 1973; Akinyan et al., 1976; Křivský et al., 1976; Aurass et al., 1976).

II-го августа 1972 г., когда эта рассматриваемая активная область находилась на самом краю диска, наблюдался её последний прямо видимый комплекс вспышечных явлений.

Из-за лимбового положения и комплексного развития проведенные наблюдения вспышечной активности дают отличную возможность непосредственно сравнить особенности оптического, рентгеновского и радио-излучения в отдельных фазах события.

В отличие от других мощных вспышек (например, с 4-го по 7-е августа 1972 г.) вспышечная активность II-го августа рассмотрена в литературе не столь подробно.

Имеются описания оптических наблюдений Бернесса и Касовского (1973) и Вальдмейера (1973а, б) и рентгеновского излучения Вальничека и др. (1976).

В нашем исследовании стремились

- количественно проанализировать данные по радиоизлучению
- сравнивать наземные и спутниковые наблюдения
- построить общую картину физических процессов, происходящих во время вспышек на Солнце.

## ОБЩЕЕ РАЗВИТИЕ СОБЫТИЯ

Использованный наблюдательный материал включает в себя снимки в линии  $H\alpha$ , полученные в обсерватории Упице (ЧССР) и измерения радиоизлучения, выполненные в Центральном институте солнечноземной физики (ИГ), (ГДР).

Кроме того были рассмотрены наблюдения рентгеновского излучения, опубликованные Вальничеком и др. (1976), а также суммарные данные бюллетеня NOAA Solar-Geophysical Data.



Комплексная структура развития анализируемой лимбовой вспышки видна на рис. I, на котором представлен поток радиоизлучения в сантиметровом диапазоне.

Вообще заметны семь различных основных фаз, которые изображены в таб. I.

Наблюдается серия импульсных микроволновых всплесков и сопровождающих максимумов мягкого рентгеновского излучения на фазах I, 2, 5 (б) и 7.

Фаза 3 представляет собой постепенное нарастание и спад, мягкого рентгеновского и радиоизлучений как фсн, на котором развивается взрывная фаза. Для последней характерны

- комплексные радио-всплески IV-го типа,
- выброс быстрых частиц и облаков вещества.

Последнее хорошо видно и в данном случае с помощью оптических наблюдений на лимбе, а именно наблюдаются веерообразный и возвратный протуберанцы.

Следует заметить, что хорошее совпадение микроволнового и жесткого рентгеновского всплесков с появлением протуберанцев имеет место только в начальной (импульсной) стадии.

Это указывает на их совместное происхождение в одном и том же объеме. Но в дальнейшем наблюдаются различные источники - оптического излучения, с одной стороны, и радио- и рентгеновского излучений, с другой.

Типичное явление во время импульсной фазы мощных вспышек - появление жесткого рентгеновского излучения.

Спектр фотонов жестких рентгеновских лучей обычно имеет вид

$$I(\epsilon) = a\epsilon^{-\gamma}$$

(где  $\epsilon$  - энергия фотонов).

Обычно, показатель  $\gamma$  достигает минимального значения в самом начале рентгеновского всплеска и затем постепенно увеличивается, т. е. спектр становится со временем более крутым.

В частности, показатель  $\gamma$  больше чем примерно 10 указывает на тепловую природу излучения.

Однако, в данном случае, как нам кажется, сперва

наблюдался спад показателя в начале перед максимумом, очевидно за счет действия некоторого механизма ускорения частиц, (если измерения довольно достоверны).

Два максимума инжекции видны только на каналах регистрирующих самое жесткое рентгеновское излучение и на радиоволнах.

Оптические наблюдения указывают на то, что каждый максимум очевидно связан с другими ловушками магнитного поля; т. е. активизация происходит последовательно в нескольких различных районах вспышечного объема (рис. 2).

На больших высотах в короне развиваются дрейфовые радиовсплески II-ого и III-го типов и кроме того наблюдается небольшой континуум IV-го типа.

Но положение на краю диска радиоволн препятствует наблюдению этих компонент из-за направленности излучения в меридиан.

После исчезновения возвратного протуберанца начинается пятая фаза, связанная с появлением петлеобразных протуберанцев.

При этом регистрируются также микроволновый всплеск и тепловое рентгеновское излучение.

Слабая взрывная фаза представлена только всплеском II-го типа в метровом диапазоне.

Последующее развитие этой вспышки приводит к эмиссии на дециметровых волнах, напоминающих всплески типа IUm, которые часто сопровождают мощные вспышки на диске Солнца.

Наконец, последняя (7.) фаза этого комплекса — небольшой импульсный микроволновой всплеск.

После затухания радио- и оптических излучений температура короны над областью вспышки оставалась повышенной в течение более чем девяти (9) часов, как показывает ход интенсивности мягкого рентгеновского излучения.

## ВЫСОКОТЕМПЕРАТУРНАЯ И ВЫСОКОЭНЕРГЕТИЧЕСКАЯ ЧАСТИ ВСПЫШКИ

Различные действия вспышек можно разделить на следующие физические компоненты

- а) "излучающая" вспышка (электромагнитное излучение)
- б) динамическая вспышка
- в) "частичная" вспышка (корпускулярное излучение вспышки).

При этом "излучающую" вспышку можно разделить на

- низкотемпературную вспышку.
- высокотемпературную вспышку,
- низкоэнергетическую (нетепловую), и
- высокоэнергетическую (нетепловую) вспышку.

Представление этих физических частей вспышек в данном случае события II-го августа 1972 г. приводится в Табл. 2:

Здесь наибольший интерес представляют высокотемпературная и высокоэнергетическая вспышки. Первая проявляется как мягкий рентгеновский всплеск и частично как микроволновый всплеск. Для нее характерно максвелловское распределение энергии частиц в объеме источника излучения.

В отличие от нее высокоэнергетическая вспышка имеет нетепловое распределение частиц, что характерно для всплесков в жестком рентгеновском диапазоне.

На радиоволнах параметры излучения микроволнового всплеска, генерируемого за счет магнитно-тормозного механизма излучения, определяются распределениями энергии частиц, магнитного поля и электронной плотности.

Спектры основных фаз радиовсплесков показаны на рис. 3. В этих спектрах эффекты теплового и нетеплового излучений перекрываются. Нетепловое распределение энергии излучаемых частиц вызывает сдвиг максимума спектра в сторону более высоких частот и его расширение.

Неоднородность излучающего объема и увеличение магнитного поля также вызывают подобный эффект.

Такой широкополосный спектр наблюдается на максимуме



взрывной фазы.

Для оценки распределений плазменных параметров можно использовать модели эмиссии, построенные различными авторами (Бёме и др., 1977).

Различие спектров отдельных фаз вспышки указывает на то, что эти фазы соответствуют различным районам источника (например, активизациям в отдельных магнитных дугах, как уже было отмечено выше).

### МАГНИТНАЯ СТРУКТУРА И СРАВНЕНИЕ С ДРУГИМИ ВСПЫШКАМИ В ЭТОЙ ГРУППЕ

Если предположим, что морфология временного хода развития вспышки соответствует последовательным активизациям в различных районах (трубках) излучающей области, тогда станет ясно, что сохранение магнитной структуры за несколько дней не безусловно означает гомологию временного развития вспышки.

Действительно, хотя общая магнитная структура активной области только медленно изменялась, морфология самых больших всплесков 2-го, 4-го, 7-го и II-го августа 1972 г., например, в сантиметровом диапазоне резко отличается.

Этот факт говорит о том, что для сложных вспышек детали временного развития и общая пространственная структура вспышечного объема не коррелируют.

### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В заключение можно подчеркнуть следующие моменты:

- Вспышечные протуберанцы и всплески на радио-(микроволновых) и рентгеновских волнах имеют совместную начальную стадию развития.

В частности, веерообразный протуберанец связан с импульсной фазой мягких и жестких рентгеновских и микроволновых всплесков и также с всплесками III-го типа.

Возвратный протуберанец был связан с взрывной фазой, т. е. всплесками IV-го типа.

Но надо заметить, что граница между возвратным и веерообразным протуберанцами плавная, кроме того и подробная классификация в литературе пока отсутствует.

- В дальнейшем, развитие протуберанцев и всплесков радио- и рентгеновского излучений происходят раздельно.

Каждый компонент соответствует другим физическим условиям.

- Последовательные пики радио- и рентгеновского излучений соответствуют последовательно активируемым отдельным районам в вспышечном объеме.
- Оптические наблюдения указывают на то, что передача возбуждения происходит в сравнительно большой области наверно за счет переноса частиц и масс, теплопроводности и турбулентных волн различного рода. Здесь оптические явления определяют только нижнюю границу скорости передачи возбуждения.

\* \* \*

Авторы выражают благодарность д-ру А. Бёме и сотрудникам Тремсдорфской обсерватории за помощь в подготовке работы. Они также обязаны д-ру Тиндо за критический просмотр рукописи.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Akinyan, S.T., Ishkov, V.N., Mogilevskii, E.I., Böhme, A., Fürstenberg, F., Krüger, A.: 1976, *Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, 6, 35.
- {2} Barnes, C., Kusoffsky, O.: 1973, *Report UAG-28, Part I*. 161.
- {3} Böhme, A., Krüger, A.: 1973, *Report UAG-28, Part I*. 260.
- {4} Covington, A.E., Bell, M.B.: 1973, *Report UAG-28, Part I*. 168.
- {5} Dere, K.P., Horan, D.M., Kreplin, R.W.: 1973, *Report UAG-28, Part II*. 298.
- {6} Křivský, L., Valniček, B., Böhme, A., Fürstenberg, F., Krüger, A.: 1976, *Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, 6, 23.
- {7} Martres, M.J.: 1973, *Report UAG-28 Part I*. 46.

- {8} Valniček, B., Fárnik, F., Tlamicha, A., Maris, G.: 1976, *Bull. Astr. Inst. Czech.* 27, 353.
- {9} Waldmeier, M.: 1973, *Report UAG-28*, Part I. 160.
- {10} Waldmeier, M.: 1973, *Solar Phys.* 30, 129.

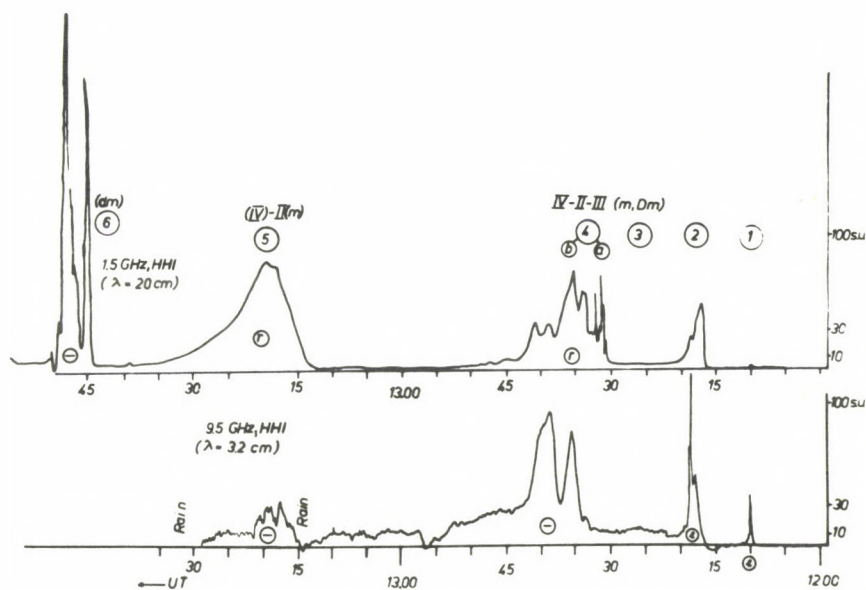


Рис. 1. Развитие всплесков 11-го августа 1972 г. в сантиметровом диапазоне.



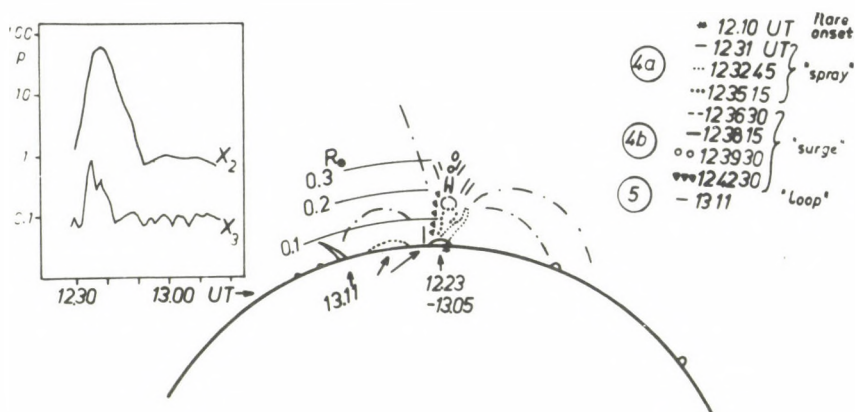


Рис. 2. Схема появления лимбовых явлений 11-го августа 1972 г. в оптическом и рентгеновском диапазонах.

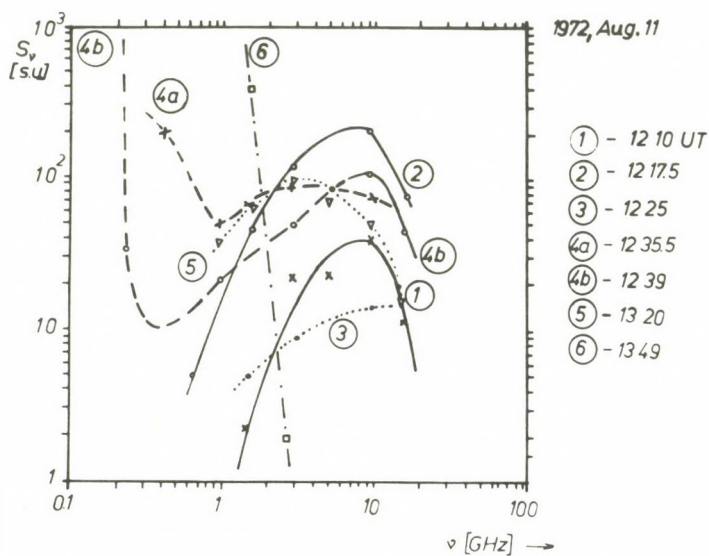


Рис. 3. Спектры основных фаз радиовсплесков.

## ТАБЛИЦА 1

Развитие лимбовой вспышки 11-ого августа 1972 г.

Фаза	Время (миров.)	Оптические	Наблюдения		рентгеновские
			см	м	
1	12:10 (макс.)	предвспышка	имп. всплеск	-	мягкий
2	12:18 (макс.)	Н $\alpha$ "flash"	имп. всплеск	-	
3	12:20-12:30		постепенный "	-	
4	12:30-12:45		комплексный "		жесткий всплеск $\gamma = 8$
a1	12:32		дм-флуктуации, III		6.5
a2	12:36	возвратный прот.	1. макс., II, III		7.5
б	>12:39	веерообр.	2. макс., II, III, IV		10-13
5					
а	13:03 (макс.)		-	II	
б	13:20 (макс.)	петлеобр. прот.	(IV) см	II	
6	13:48 (макс.)		(IV) дм		
7	14:20		имп. всплеск		(21:00)

## ТАБЛИЦА 2

Физические компоненты вспышки 11-ого августа 1972 г.

Фаза	"Radiation flare"				"Dynamic flare"	"Particle flare"
	"Low-T"	"High-T"	"Low-E"	"High-E"		
1	пред. всп.	X (имп.)				
2	X "flash"	X (имп.)				
3	(1N)	X (град.)				
4	X (1B)					
a1			X (флукт.)		X ("spray")	X (быстр. электр.)
a2				X (взрывн. фаза)	X ("surge")	X (быстр. электр. и протоны)
б					(ударн. волны)	
5						
a	X (2B)				X (ударн. волны)	
б		X (имп.)			("loops")	
6			X (флукт.)			
7		X (имп.)				



ОСНОВНЫЕ ЗНАКИ РАЗВИТИЯ МАГНИТНОГО ПОЛЯ  
ЗАРОДИВШЕГО ИЮЛЬСКУЮ ПРОТОННУЮ ОБЛАСТЬ 1974 г.

Б. БУМБА, Л. ХЕЙНА, ЛЕБАХЕН

Astronomický ústav ČSAV, Observatoř Ondřejov

Абстракт:

На основе комплексного наблюдательного материала показано, что в случае протонной активной области июнь – июль 1974 г., хотя по магнитным синоптическим картам сложная магнитная конфигурация развивалась преимущественно в южном полушарии, образовавшаяся регулярная фигура фонового поля захватывала оба полушария и что ее постепенное развитие являлось результатом содействия тех же самых сил и причин, как и в случае каждой протонной области. Следовательно, июльская протонная фигура 1974 г. показывает те же самые закономерности развития, что и августовская комплексная фигура 1972 г., только рост у нее длится дольше, вероятно из-за того, что развитие началось из более простой конфигурации магнитного поля.

Информация касающаяся роста площади, занимаемой полями обеих полярностей подтвердила, что вся длинная ветвь роста состоит из отдельных вторичных событий – эволюционных фаз с более быстрым подъемом величины площади, в начале которых начинается прилив магнитного потока в видимую солнечную атмосферу. Также показано, что поля противоположных полярностей развиваются практически синхронно, но в разных частях исследуемого интервала гелиографического долгот.

После протонных событий опять наступила быстро протекающая фаза спада, в течение которой поля не только упростили свою конфигурацию, но почти полностью исчезли из предела достигаемости магнитографа, хотя в это время в данном участке солнечной атмосферы не было ни солнечных пятен, ни более заметных всплесков или других проявлений \* солнечной активности.

В развитии самой июльской протонной группы пятен опять было интересное сходство в развитии самой активной части группы с развитием августовской группы 1972 г.: здесь также бурно росли пятна положительной полярности в окружении отрицательной полярности. Даже форма светлых мостов в этом месте была сходной. Но в отличие от августовской группы, июльская группа имела еще один очаг развития, где сталкивались две области положительной полярности. Здесь возникало большое количество светлых мостов фотосферного типа, которые не разделяли отдельные ядра одинаковой полярности, а наоборот, сами образовались из зажатых полос фотосферы между этими ядрами.

Основными моментами изменений топологии поля июльской группы является образование комплексной группы из двух основных групп пятен около 1 июля и 7 июля разделение хвостовых отрицательных полей на две части вследствие движения положительного ядра, и тем самым и резкое упрощение магнитной ситуации.

THE MAIN CHARACTERISTICS OF MAGNETIC FIELD  
DEVELOPMENT RESPONSIBLE FOR THE FORMATION  
OF THE JULY 1974 PROTON-FLARE REGION

V. B U M B A, L. H E J N A, L E B A C H Y E N

Astronomical Institute of the Czechoslovak Acad. Sci.,  
Observatory Ondrejov

Abstract:

*In the present paper we are trying to demonstrate that although the complex magnetic configuration connected with the formation of the July 1974 proton-flare region develops - as is visualized on magnetic synoptic charts - in the southern hemisphere only, the formed large-scale body of the magnetic background field covers again both the hemispheres and its successive evolution is a result of action of the same forces and causes as in the case of other proton-flare regions. This means that the creation of the July 1974 large-scale activity phenomenon follows the same rules as, for example, the August 1972 complex figure. But its slow evolution takes much more time than in the case of August 1972 event, probably because it starts from much more simple magnetic field configurations.*

*As regards the July 1974 region, we have at our disposal information concerning the changes of areas occupied by both polarities of the magnetic field in the studied interval of heliographic longitudes. This information also confirms the fact that the very long branch of large-scale figure formation is composed of individual secondary events - evolutionary stages with a much shorter time of magnetic field area increase at the beginning of which the new flow of magnetic flux into the visible solar atmosphere occurs. It is also shown that the magnetic fields of opposite polarities develop practically synchronously, but in the different parts of the studied interval of heliographic longitudes.*

*Again, as in all the other cases, the occurrence of the proton-flare event triggers the fast phase of magnetic field disintegration. In the course of a few rotations the magnetic fields disappear practically entirely, although in the same solar region no sunspots, flares or other activity phenomena can be observed.*

*As far as the July 1974 proton-flare sunspot group development is concerned, it is again very similar to that of the August 1972 group: the most stormy evolution is observable at the sunspots of positive polarity surrounded by the negative polarity fields. Even the form of light bridges is alike. But, contrary to the August group, the July group has a different evolutionary center, where two regions of the same positive polarity collide. In this region several light bridges of the photospheric type develop, being formed from the strips of the photosphere locked between the individual positive umbrae.*

*The main dates in the life-story of the July group connected with the changes of its magnetic field topology are July 1, the date of complex group formation from two separate sunspot groups, and July 7, when the following negative polarity fields are divided into two parts by the motion of a positive polarity umbra which means also a sharp simplification of the field topology.*



## ВВЕДЕНИЕ

В предыдущем докладе, касающемся протонной активной области 1972 г., (Бумба, Хейна, 1977) мы хотели показать, что хотя эта активная область являлась результатом очень сложного, длившегося около года процесса симультанного развития и взаимодействия магнитных полей и активности в очень большой области солнечной атмосферы, все-таки можно в течение всей его эволюции отождествить отдельные фазы и определить степень их развития. Мы также хотели подчеркнуть, что вся совокупность этого сложного и комплексного процесса состоит из отдельных, более простых процессов роста и развития, закономерности которых можно определить во время эволюции и взаимодействия самых простых областей и их магнитных полей и что все это постепенное накапливание магнитного поля происходит во всей глубине наблюдаемой солнечной атмосферы, все более усложняя топологию поля и магнитную ситуацию вообще, чтобы сразу после протонных событий произошла ее быстрая разрядка.

В настоящем докладе, занимающемся протонной активной областью июнь – июль 1974 г., мы хотим во первых обратить внимание на тот факт, что хотя по магнитным синоптическим картам сложная магнитная конфигурация развивалась преимущественно в южном полушарии, все-таки образовавшаяся регулярная фигура фонового поля опять захватывала оба полушария и что ее постепенное развитие являлось результатом воздействия тех же самых сил и причин, как и в случае каждой протонной области.

Кроме развития фонового поля мы хотим продемонстрировать и некоторые характерные знаки развития самой протонной области, прежде всего ее группы солнечных пятен и отождествить некоторые фазы ее развития. Нам кажется, что это может иметь определенное значение для изучения изменений потока рентгеновского излучения, так как и в этом случае наш наблюдательный материал был получен во время комплексной наземной



наблюдательной программы, сопровождавшей космические эксперименты на борту солнечного спутника, Интеркосмос II.

Для нашего исследования применялся в основном наблюдательный материал, полученный на ондржеевской обсерватории Астрономического института ЧАИ: высококачественные фотографии фотосферы с большим разрешением, фотографии хромосферы со средним разрешением и магнитные карты, изготовленные как из фотографических, так и из фотоэлектрических наблюдений. Как и в прежней статье, для изучения магнитной ситуации использовались дневные магнитные карты всего солнечного диска, получаемые на обсерватории Мт. Вильсон и созданные из них синоптические карты расположения магнитного поля по всей солнечной поверхности.

#### РАЗВИТИЕ ФОНОВОГО ПОЛЯ

##### а) ОБРАЗОВАНИЕ КРУПНОМАСШТАБНОЙ РЕГУЛЯРНОЙ СТРУКТУРЫ

Так как практически в каждом случае образования регулярной крупномасштабной структуры фонового поля (BUMBA, 1972; BUMBA, SÚKORA, 1974), как и в случае августовской протонной области 1972 г., и возникновение этой сложной фигуры является последствием встречи или пересечения двух активных долгот: основной с 27-дневной рекуррентностью и вторичной с 28-29-дневной рекуррентностью.

Самое развитие комплексного магнитного поля и отдельных его фаз не исследовалось пока столь детально, как в предыдущем случае. Но все-таки можно сказать, что оно началось приблизительно за 16-17 оборотов до появления максимальной фазы, и что в самом начале в течение почти 10 оборотов важные события происходили также в северном полушарии и только потом центр тяжести всей активной деятельности окончательно сместился в южное полушарие. Таким же образом, как в случае августовской протонной области 1972 г., основные процессы развития магнитного поля осуществлялись на той же самой гелиографической долготе, на которой впоследствии развилась и протонная июльская область

1974 г.

Хотя мы пока не смогли точно отождествить отдельные фазы развития морфологии фонового поля, возможно сказать, что это поле на всех стадиях развивалось в обоих полушариях. Даже в тех случаях, когда магнитное поле синоптических карт столь слабое ( $\leq 5$  гс.), что оно не показывает всю комплексную фигуру (рис. 1), возможно ее отчетливо видеть на синоптических картах солнечной хромосферы (рис. 2) по распределению водородных волокон, лежащих вдоль нейтральных линий даже слабого магнитного поля. Тем лучше весь узор распределения фонового магнитного поля можно рассмотреть на магнитных картах Макинтоша (McIntosh, 1974), построенных из хромосферных наблюдений. Значит, и в случае июльской протонной области 1974 г. она зародилась во время максимума развития характерной фигуры распределения фонового магнитного поля охватывающего оба полушария в большом интервале гелиографических долгот, как и во всех предыдущих случаях.

Еще одно очень важное сходство с предыдущими протонными фигурами показывает июльское регулярное характерное распределение магнитного поля: и оно также очень быстро дезинтегрируется, перестраивает свое поле и упрощает свои конфигурации так, что в течение трех оборотов становится практически биполярным и в течение пяти оборотов возможно наблюдать лишь небольшие остатки поля (в западной части интервала положительной и в восточной отрицательной полярности (рис. 3).

#### б) ЗАКОНОМЕРНОСТИ РАЗВИТИЯ ПЛОЩАДИ ФОНОВОГО МАГНИТНОГО ПОЛЯ

Для июльской протонной области 1974 г. пока удалось проследить некоторые – по нашему мнению – довольно интересные свойства распределения крупномасштабного магнитного поля, прежде всего получить некоторую информацию о развитии и изменениях в развитии его площади.

Для того интервала гелиографических долгот, в котором



в основном происходило развитие регулярного протонного узора фонового поля ( $L = 130^\circ - 250^\circ$ ), для всей активной зоны ( $B \pm 40^\circ$ ) для каждого оборота, начиная с оборота № I60I до оборота № I624, измерялись площади заняты магнитным полем отдельных полярностей и исследовалось временное развитие этих площадей. Как уже было сказано выше, для этих измерений были использованы синоптические карты, построенные из дневных измерений обсерватории Мт. Вильсон, которые показывают распределение продольного компонента поля с интенсивностью равной или большей, чем 5 гауссов. Ошибки измерений этих площадей занятых магнитным полем были около 2 - 4 %.

Если посмотреть на развитие площадей занятых магнитным полем обеих полярностей во всем вышеуказанном измерительном участке (рис. 4), то видим, что площадь занятая полем растет, но с некоторыми колебаниями. Максимум своего роста эта площадь достигает практически в течение того оборота, в котором разрядились протонные вспышки, или на один оборот позже. Но этот максимум достигается не после монотонного роста, а после двух вторичных максимумов. Весь рост площади длится I5-I6 оборотов, в то время как ее спад на половину короче - ему нужно только около 8 оборотов для того, чтобы площадь упала ниже, чем была в начале своего роста. Более длинный рост, чем спад площади поля находится в противоречии к ходу большинства солнечных процессов, у которых рост быстрее и спад намного медленнее (например II-ти летний цикл активности, комплексы активности, развитие отдельной активной области, солнечного пятна, вспышек, но и грануляции, и тому подобное). Но может быть, что одной из возможных причин этого поведения магнитного поля является тот факт, что рост его площади не равномерен, а имеет три отдельные фазы, в течение которых она растет до вторичного максимума, после которого опять уменьшается, но на величину, которая выше, чем в предыдущем минимуме. Первая фаза, которая начинается в течение оборота № I602 достигает максимальной площади во время оборота № I606 и кончается оборотом № I608.



Вторая фаза не так ярко выражена – максимума достигает около оборотов № I6I0-II. Фаза основного максимума начинает развиваться около оборотов I6I2-I3 и завершает свой рост оборотом № I6I6 и I6I7. Расстояние вторичных максимумов первых двух фаз и главного максимума в среднем около 5 оборотов.

Все три фазы развития площадей магнитного поля хорошо морфологически прослеживаются на последовательности синоптических карт в виде развития, может быть, комплексов активности.

Если смотрим на развитие площадей противоположных полярностей отдельно во всем исследуемом участке солнечной поверхности, то видим, что площади продольного компонента полей положительной и отрицательной полярности в течение всего изучаемого интервала времени, в южном и северном полушарии практически в равновесии (рис. 4). Но их временное развитие интересно тоже тем, что положительная полярность, кажется, достигает своего максимума на один – два оборота раньше, чем отрицательная полярность.

Так как по нашему опыту площадь занятая магнитным полем пропорциональна магнитному потоку, даже если речь идет только о продольной составляющей поля и изогaussе самой низкой величины, то нам кажется, что из вышеприведенных факторов возможно сделать следующее заключение:

развивающаяся крупномасштабная магнитная структура является своего рода физической единицей – системой с уравновешенными магнитными потоками.

Если рассмотреть отдельно развитие площадей поля в обоих полушариях, то видим, что процесс развития площади – так как это было видно по развитию магнитных структур – сначала идет более активно в северном полушарии, но около оборота № I605 его центр тяжести сдвигается в южное полушарие. В северном полушарии площадь занятая полем постепенно, с некоторыми осцилляциями уменьшается, так что где-то с оборота I6I3 ее величина колеблется около порога измеряемости.

Уже простое рассмотрение синоптических магнитных карт показывает, что процесс развития всей комплексной магнитной фигуры – как и в случае августовской протонной области I972

г. — можно разделить на два субинтервала гелиографических долгот:

западный, в котором практически в течение всех 24 оборотов преобладает эволюция магнитного поля положительной полярности и который опережает основную часть интервала с протонной областью и располагается между гелиографическими долготами  $L = 190^\circ - 250^\circ$ . Это поведение июльской протонной фигуры 1974 г. также соответствует другим протонным фигурам, в которых обыкновенно более старые поля положительной полярности опережают основную часть фигуры с преобладающей отрицательной полярностью, определяя таким образом и свойства секторной структуры межпланетного поля, связанного с регулярной протонной фигурой ( V. BUMBA , 1972; 1976).

восточный, в котором зародилась протонная область. Опять в согласии с раньше полученными результатами, высокая активность всегда связана с преобладанием полей отрицательной полярности. В этом интервале гелиографических долгот, простирающемся минимально между  $L = 130^\circ - 190^\circ$  (и, может быть,  $100^\circ - 190^\circ$ ), решающую роль при развитии поля играет поле отрицательной полярности, опять практически в течение почти всего исследуемого интервала времени.

В западном интервале кривая площади занятой положительной полярностью постепенно растет до вторичных и основного максимумов, величина которых быстро увеличивается так, что главный максимум больше чем два раза выше первого вторичного максимума (рис.5). Площадь отрицательной кривой западного интервала также имеет три или даже четыре вторичных максимума, но в то время как величина площади в первом максимуме такая же, как и у положительной полярности, она постепенно уменьшается, так что во время основного максимума положительного поля, площадь занятая отрицательным полем почти в три раза меньше. Точно таким же образом ведут себе площади занятые магнитным полем и в восточном интервале гелиографических долгот, только преобладающей является отрицательная, а уменьшающейся положительная полярность поля (рис. 5).

Если изучать поведение площади в северном полушарии раз-



дельно для обоих долготных субинтервалов, то к постепенно уменьшающимся вторичным максимумам, которые совпадают с вторичными максимумами в южном полушарии надо добавить еще один максимум как положительной, так и отрицательной полярности, развившиеся сразу с самого начала наблюдательного интервала. При этом поведение вторичных максимумов в начале одинаковое как в западном, так и в восточном субинтервале, и максимум площади положительной полярности наступает уже в течение оборота № I602 и отрицательной в течение оборота № I603-4. Только потом в западном субинтервале начнет преобладать площадь занятая положительным полем и в восточном площадь заполненная отрицательным полем.

#### РАЗВИТИЕ ПЯТНООБРАЗОВАТЕЛЬНОЙ ДЕЯТЕЛЬНОСТИ

Очень интересный результат дает изучение поведения пятнообразовательной деятельности в течение всего исследуемого временного интервала во всей интересующей нас части солнечной поверхности. Если рассмотреть отдельно оба полушария, то сразу видим, что процесс образования групп солнечных пятен в южном полушарии (рис. 6) идет параллельно процессу развития крупномасштабной протонной фигуры:

вся пятнообразовательная активность растет и достигает своего максимума в течение оборота с протонными событиями, т. е. в течение оборота № I6I6. При этом сначала преобладают большие группы в центре основного интервала и в его восточной части и, начиная с оборота № I6I2, они концентрируются в восточный подинтервал. На следующем обороте № I6I7, точно так же, как и магнитное поле, пятнообразовательность падает только медленно — наряду со старыми пятнами зарождаются еще последние группы фигуры, чтобы на следующих пяти оборотах эта деятельность совсем прекратилась. В течение оборотов № I6I8 — I622 появляются лишь три очень маленькие группы — две Цюрихского типа А и одна типа В. Эта фаза ничтожной пятнообразовательности точно коррелирует с фазой быстрого исчезновения и упрощения крупномас-



штабных полей, показанной выше. Эта фаза является одной из основных характеристик конца процесса развития характерной протонной фигуры фонового поля.

Пятнообразовательная деятельность в северном полушарии (рис. 7) для того же интервала гелиографических долгот сначала больше, чем в южном полушарии. Но, начиная с оборота I605, она постепенно уменьшается, прежде всего в восточном субинтервале, где с оборота I609 девять оборотов подряд, за исключением одной группы типа В и одной типа А, не появилась ни одна группа больше. В западном субинтервале деятельность ничтожная с оборота № I6I3. Только на втором и третьем обороте после протонных вспышек в исследуемом интервале долгот начинают появляться относительно редко новые небольшие группы солнечных пятен. Появление этих групп, вероятно, связано с зарождением нескольких новых короткоживущих активных областей, появившихся в северном полушарии в связи с перестройкой всего фонового поля.

В смысле вышесказанного нам кажется, что пятнообразовательность северной и южной половины исследуемого интервала имеет взаимно противоположный характер (рис. 6., 7).

#### РАЗВИТИЕ МЕСТНОГО МАГНИТНОГО ПОЛЯ ИЮЛЬСКОЙ ПРОТОННОЙ ОБЛАСТИ I974 Г.

Конкретная магнитная ситуация, в которой зародилась протонная активная область, начала развиваться за два - три оборота до протонных вспышек. В течение оборота № I6I3, или лучше № I6I4, в данном интервале гелиографических долгот в южном полушарии образовалась довольно простая картина в распределении магнитных полей: западнее гелиографической долготы  $L = 100^{\circ} - 110^{\circ}$  преобладало поле ведущей положительной полярности, в то время как восточнее этой границы растянулась большая область старого поля хвостовой, отрицательной полярности. В этом же, на несколько десятков градусов вытянутом старом хвостовом поле, еще в течение оборота № I6I4, возникла новая активная область с центром тяжести

около  $L = 170^\circ$  в виде небольшого острова ведущей, положительной полярности. На следующем обороте № I6I5 появились уже два острова ведущей полярности, конечно, как и в первом случае, с одновременным усилением интенсивности прилегающего старого отрицательного поля. В течение основного оборота № I6I6 количество островов положительной полярности возросло до трех.

Основным характеристическим знаком эволюции магнитного поля икской группы I974 г. было, как уже заметили Могилевский и Лазарева (Могилевский, Лазарева, 1976), точно такое, как в случае августовской протонной группы I972 г., бурное развитие положительного поля. Положительное поле играло ведущую роль. Но в икской группе, благодаря одновременному развитию минимально двух отдельных групп, это развитие положительного поля осуществлялось как в ведущей, так и в хвостовой части группы. В хвостовой части, где положительное поле развивалось в окружении отрицательного хвостового поля, его эволюция вела к образованию сложной магнитной конфигурации с большими градиентами, которая резко изменялась со временем (рис. 8). И все это очень четко отражалось в морфологии хвостовых пятен группы и в ее изменениях.

В ведущей области группы, где новое возникающее положительное поле сталкивалось с уже заранее существовавшим в данном месте положительным полем, наблюдаемые отражения этих событий в морфологии ведущих пятен имели совсем другой характер, чем в предыдущем случае.

Как уже было сказано выше, через один оборот после протонных вспышек, оборот № I6I7, картина распределения магнитного поля самой протонной группы (полученная с малым разрешением) не очень изменилась. Но уже на следующем обороте № I6I8, т. е. втором обороте после протонных событий, поле резко стало упрощаться таким образом, что ведущее положительное поле протонной области быстро увеличило занимаемую собой площадь и стало соединяться с большой областью старого ведущего поля, расположенного западнее, одновременно вытал-



кивая отрицательное поле к востоку.

## РАЗВИТИЕ ИОЛЬСКОЙ ГРУППЫ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН И ЕЕ ХАРАКТЕРИСТИЧЕСКИЕ ОСОБЕННОСТИ

В настоящей главе мы хотим лишь коротко показать самые характеристические знаки развития изучаемой группы солнечных пятен, так как этому вопросу будет посвящена другая, более детальная работа, чтобы использовать богатейший фотографический наблюдательный материал, который у нас на руках.

Протонная группа развивалась как очень сложный и комплексный процесс между двумя старыми отделами положительной полярности. Основой для развития этой комплексной группы явились две биполярные группы солнечных пятен, развивающиеся одновременно (рис. 9). Во время их эволюции место образования хвостового пятна более западной группы совпадало с местом развития лидера более восточной группы. В окрестности этого основного события, рядом с ним происходили еще и вторичные процессы.

Группа стала комплексной I-ого июля. С тех пор у нее были два основных очага развития, оба были характерны тем, что в них развивались и с большей скоростью смещались на запад ядра пятен с положительной полярностью. Поскольку в центре сложной группы, который скоро стал хвостовой ее частью (после потери значения хвостового пятна более западной группы), ведущее пятно положительной полярности восточной группы сталкивалось с хвостовым пятном отрицательной полярности западной группы, и так как большое положительное ядро двигалось на запад, в то время как отрицательное пятно почти не двигалось, возникала сложная магнитная ситуация с резкой границей полярностей и очень большим градиентом поля. В фотосфере эту ситуацию обозначало образование специального типа светлого моста (Бумба и другие, 1976), созданного из отдельных светлых волокон, похожих на волокна полутени, идущих вдоль этой резкой границы полярностей, но соединяющих своими концами противоположные полярности. Мост



стал развиваться с 3-его июля, самой большой длины и необыкновенной формы достиг 4-ого июля (рис. 10). Движение положительного ядра его сильно деформировало и вытягивало. Его остатки было можно наблюдать еще 7-ого июля, хотя его морфология в это время показывает, что градиент поля на границе полярностей, с которой он связан, уже сильно уменьшился. Между 6-7 июля положительное ядро практически совсем делилось на две части.

Второй очаг интенсивного развития находился восточнее лидера западной группы. С 1-ого июля в этом месте возникали и быстро развивались положительные ядра пятен, которые быстро смещались к западу. Но на этот раз препятствием их дальнейшего движения были пятна одинаковой полярности, с которыми они сталкивались. Благодаря этому, вследствие взаимодействий, образовалось большое сложное ведущее пятно с рядом светлых мостов "фотосферного" (Бумба и другие, 1976), типа, у которых хорошо возможно проследить их образование из участков фотосферы, зажатых между сближающимися ядрами (рис. 11). Когда после 6-ого июля и второй очаг развития прекратил свою деятельность, было возможно хорошо наблюдать и обратный переход этих светлых мостов, зажатых между ядрами одинаковой (положительной) полярности, в полосы нормальной фотосферы.

## 6, ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Чтобы суммировать полученные результаты, напрашивается их сравнение с результатами полученными во время изучения развития магнитного поля комплексной протонной фигуры фонового поля и самой протонной области из августа 1972 г. Июльская протонная фигура 1974 г. показывает те же самые закономерности развития, что и августовская комплексная фигура, только рост у нее длится дольше, может быть, из-за того, что развитие началось из более простой конфигурации и что поэтому требовалось больше времени для усложнения поля.

При исследовании июльской фигуры у нас была более полная информация, касающаяся прежде всего роста площади, занимаемой

полями обеих полярностей, в изучаемом участке солнечной атмосферы. Это позволило получить добавочные информации об отдельных фазах роста поля и подтвердило, что вся длинная ветвь роста состоит из отдельных вторичных событий-эволюционных фаз с более быстрым подъемом величины площади, в начале которых начинается прилив магнитного потока в видимую солнечную атмосферу. Эти фазы надо исследовать еще более тщательно, прежде всего их связь с развитием хромосферных и корональных процессов, в том числе и с изменениями рентгеновского излучения. Новые данные, касающиеся развития площади, также показали, что поля противоположных полярностей развиваются практически синхронно, но в разных частях исследуемого интервала гелиографических долгот, что явно свидетельствует о том, что они совместно образуют единственную физическую величину - комплексную протонную фигуру фонового поля.

Опять, как и в предыдущих случаях, после протонных событий наступила быстро протекающая фаза спада, в течение которой поля не только упростили свою конфигурацию, но также значительно диссипировали - почти полностью исчезли из предела достигаемости магнитографа, хотя в это время в данном участке солнечной атмосферы не было ни солнечных пятен, ни более заметных вспышек или других проявлений солнечной активности. Все эти очень сложные поля исчезли таким же образом, как это происходит в случае самых простых биполярных областей, у которых этот процесс длится дольше.

Что касается развития самой июльской протонной группы пятен, здесь опять было интересное сходство в развитии самой активной части группы, сопровождаемом образованием вспышек и других активных явлений, с развитием августовской группы 1972 г.: здесь также бурно росли пятна положительной полярности в окружении отрицательной полярности. Даже форма светлых мостов в этом месте была сходной.

Но в отличие от августовской группы, июльская группа имела еще один очаг развития, где сталкивались две области положительной полярности. Здесь возникало большое количество светлых мостов фотосферного типа, которые на этот раз не раз-



деляли отдельные ядра одинаковой полярности, а наоборот, сами образовались из зажатых полос фотосферы между этими ядрами.

Из-за этого июльская протонная группа из 1974 г. не показывала столь четко отдельные фазы своего развития, как августовская группа. Основными моментами изменения топологии ее поля является сначала образование комплексной группы из двух основных групп пятен около 1 июля, и 7 июля разделение хвостовых отрицательных полей на две части вследствие движения положительного ядра, и тем самым и резкое упрощение магнитной ситуации. Оба эти момента очень четко отражаются на суммарной кривой вспышечной активности как резкое изменение ее направления (Křivský, 1975). То же самое должно проявиться в резком первоначальном повышении количества и интенсивности рентгеновских вспышек, а в другом случае в их резком понижении.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Bumba, V.: 1972, in Sonett et al. eds., *Solar Wind* (NASA) 31.
- {2} Bumba, V.: 1976, in V. Bumba and J. Kleczek, eds. *Basic Mechanisms of Solar Activity*, IAU Symp. 71, 47.
- {3} Бумба, В., Хейна, Л.: 1977, *настоящий сборник*
- {4} Bumba, V., Šukora, J.: 1974, in G. Newkirk Jr. ed., *Coronal Disturbances*, IAU Symp. 57, 73.
- {5} Бумба, В., Клевая, М., Суда, Й.: 1976, *Физика солнечных пятен*, (НАУКА, Москва) 49.
- {6} McIntosh, P. S.: 1974, *Preliminary Report of Solar-Geophysical Data*, (Boulder) 4.
- {7} Křivský, L.: 1975, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 26, 203.
- {8} Могилевский, Э. И., Лазарева, Л. Ф.: 1976, *Солн. данн.* № 7, 93.



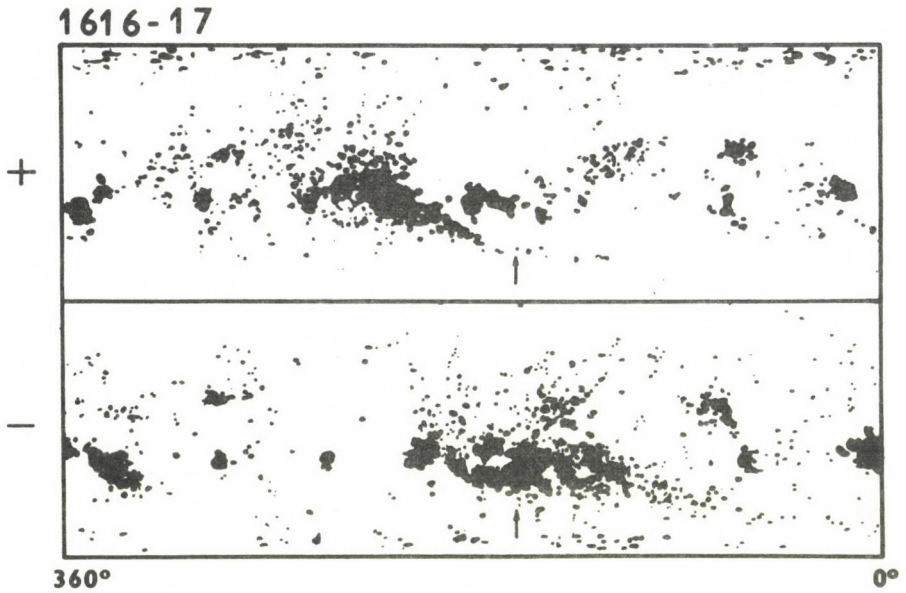


Рис.1. Суммарные синоптические карты магнитного поля с интенсивностью выше или равной 5 гауссам, изготовленные из дневных карт получаемых на обсерватории Мт.Вильзон положением двух отдельных синоптических карт для оборотов Солнца № 1616 и 1617. Сверху площадь поля, занятая положительной полярностью, внизу-отрицательной полярностью.

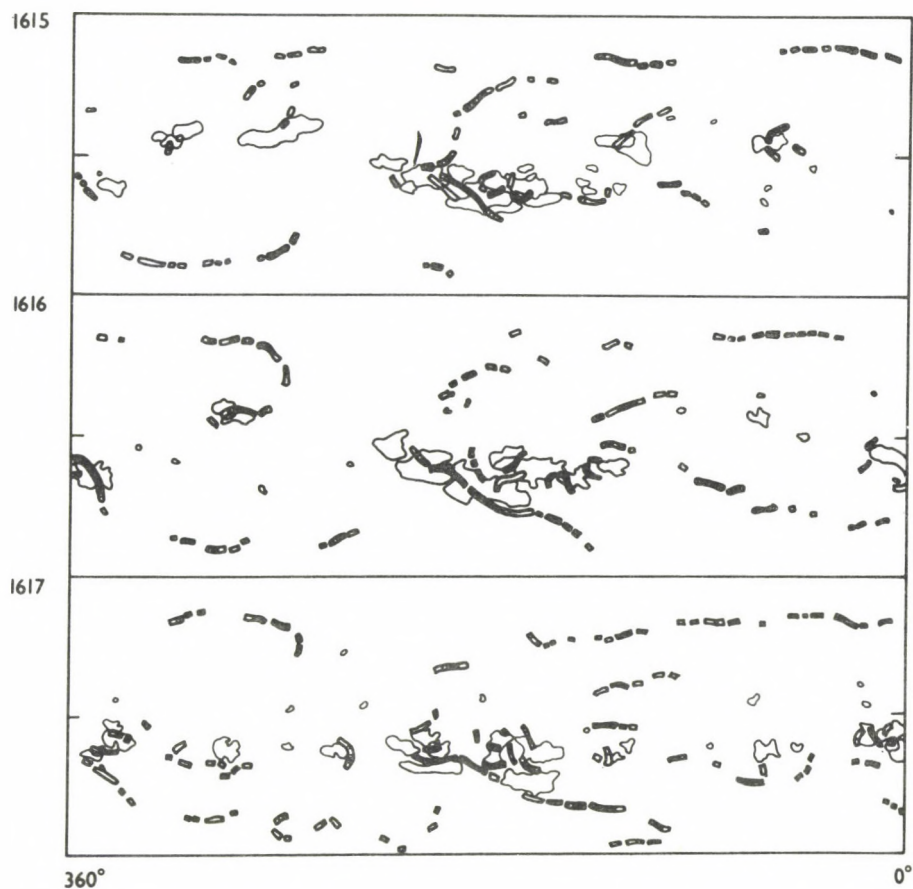


Рис. 2. Меудонские синоптические карты хромосферы для трех самых важных последовательных оборотов Солнца № 1615, 1616 и 1617. Расположение волокон отчетливо определяет нулевую линию магнитного поля тем самым крупномасштабную его фигуру, включая северное полушарие.

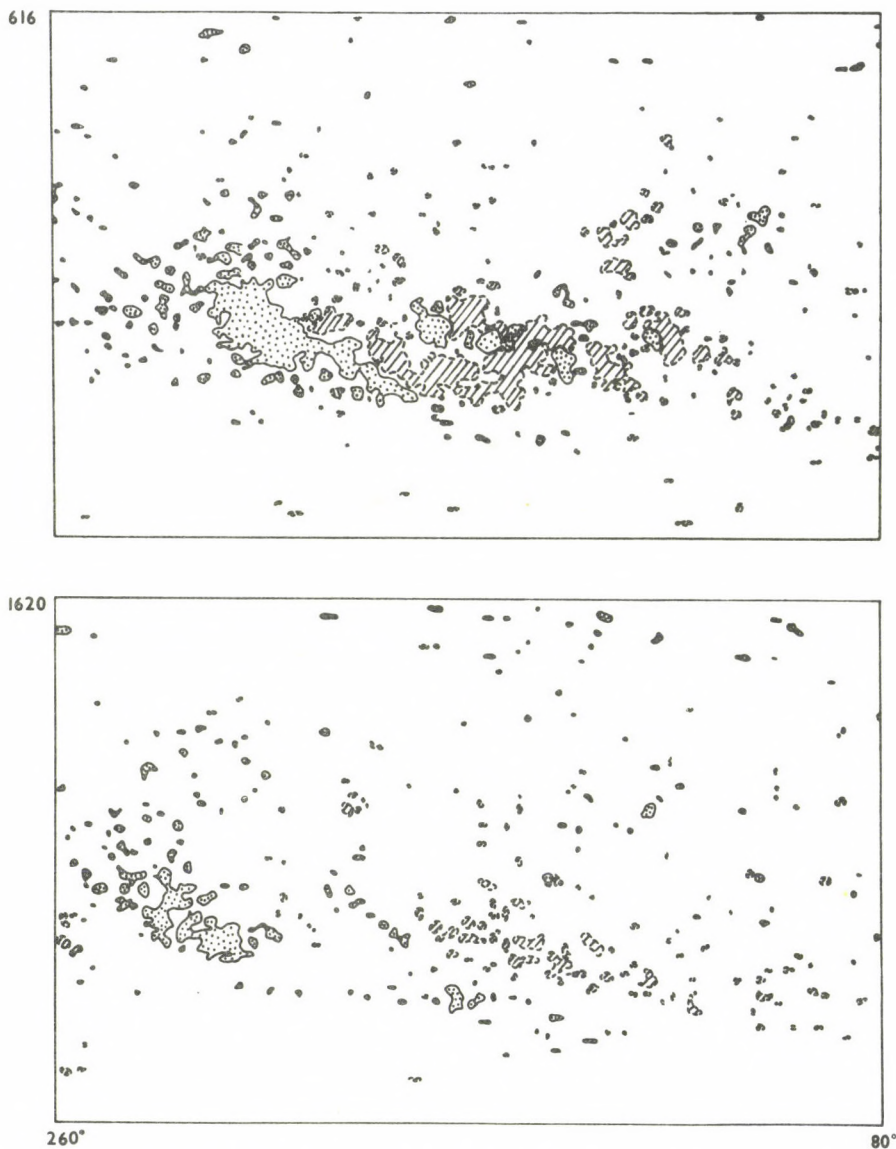


Рис. 3. Синоптические карты показывающие расположение магнитного поля в максимальной фазе развития крупномасштабной фигуры (оборот № 1616) и 4 оборота спустя (оборот № 1620), когда распределение поля существенно упростилось и можно наблюдать лишь небольшие его остатки.



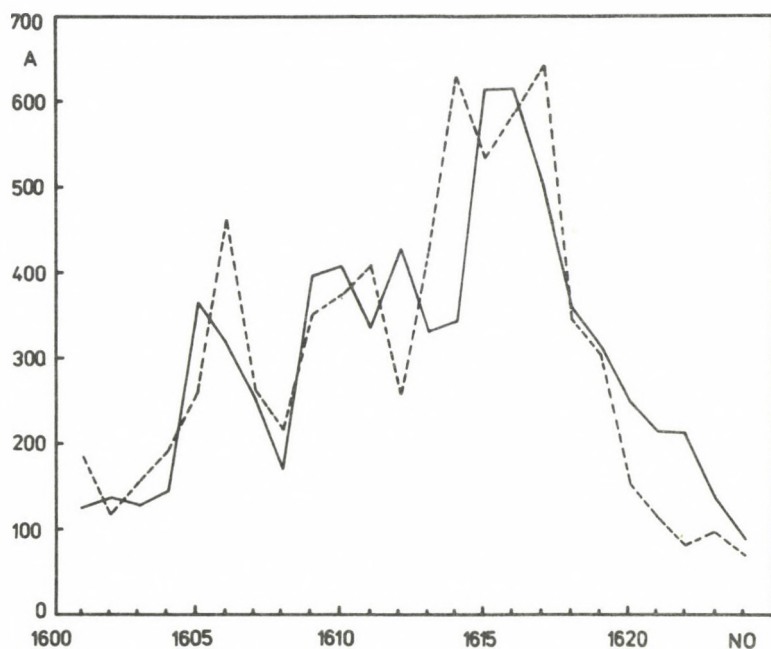


Рис. 4. Развитие площадей, занятых магнитным полем, с интенсивностью выше или равной 5 гауссам во всем исследуемом участке солнечной поверхности ( $L = 130^\circ - 250^\circ$ ;  $\varphi \pm 40^\circ$ ). Полной линией обозначен ход площади занятой полем положительной полярности, пунктиром отрицательной полярности. Площадь дается в квадратных градусах, обозначены и номера оборотов Солнца.

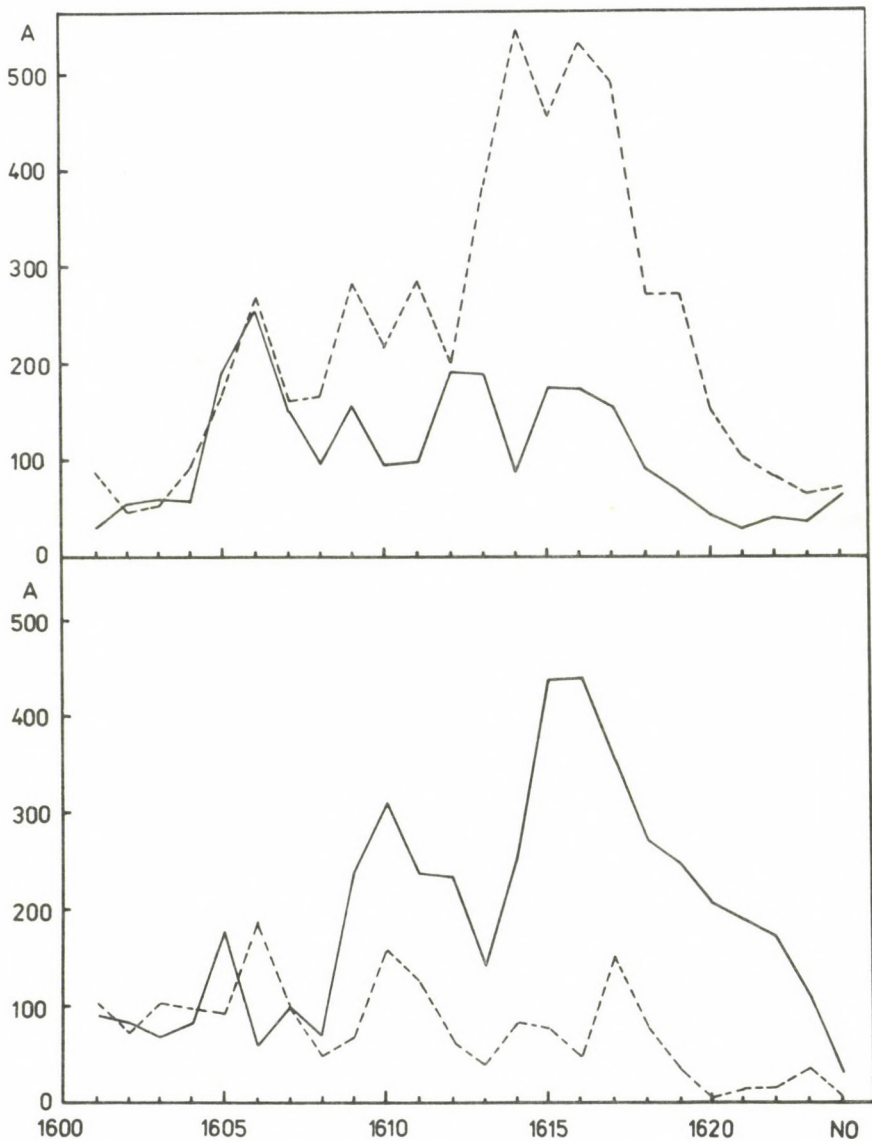


Рис. 5. Ход кривых площадей, занятых положительной (полная линия) и отрицательной (пунктир) полярностями в западном интервале гелиографических долгот ( $L=190^{\circ}-250^{\circ}$ ) и южном полушарии ( $\varphi = 0^{\circ}-40^{\circ}$ ) – верхняя часть рисунка и в восточном интервале долгот ( $L = 130^{\circ}-190^{\circ}$ ) южного полушария ( $\varphi = 0^{\circ}-40^{\circ}$ ) – нижняя часть рисунка. Другие обозначения такие же самые как на Рис. 4.

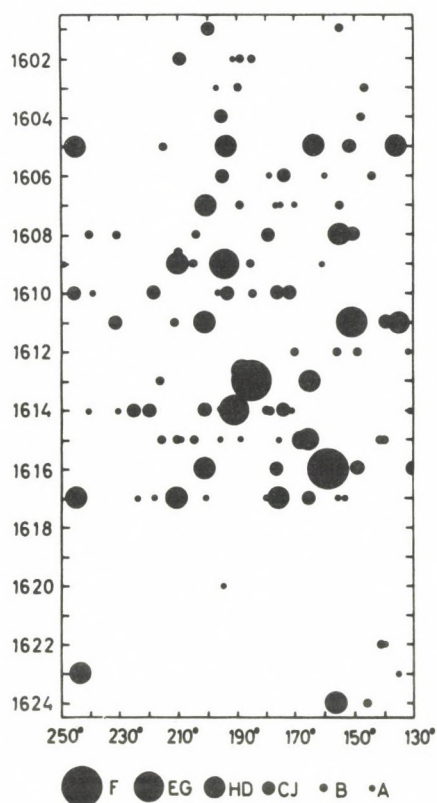


Рис. 6.

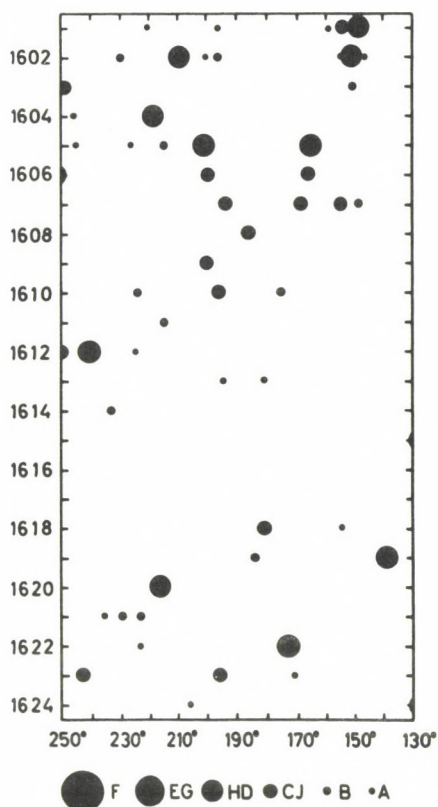


Рис. 7.

Рис. 6. Пятнообразовательная деятельность в южном полушарии всего исследуемого интервала гелиографических долгот в течение оборотов № 1601 – 1624. Внизу показано обозначение отдельных классов группы пятен по Цюрихской классификации.

Рис. 7. Пятнообразовательная деятельность в северном полушарии для того же интервала долгот и времени как и в Рис. 6.



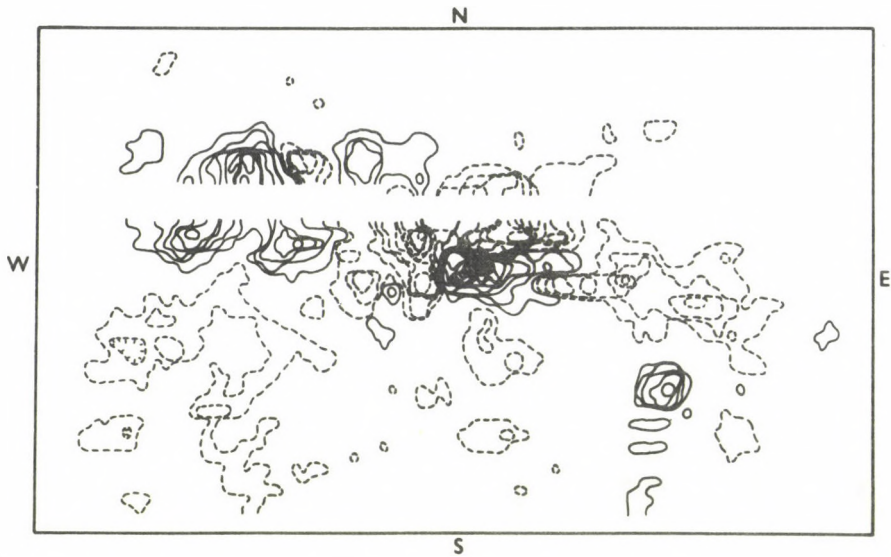


Рис. 8. Магнитная карта июльской протонной области, полученная 3 июля 1974 г. с помощью фотоэлектрического магнитографа ондржеевской обсерватории Астрономического института ЧСАН. Сплошной линией обозначены изогауссы продольного поля положительной полярности, пунктиром-отрицательной полярности.

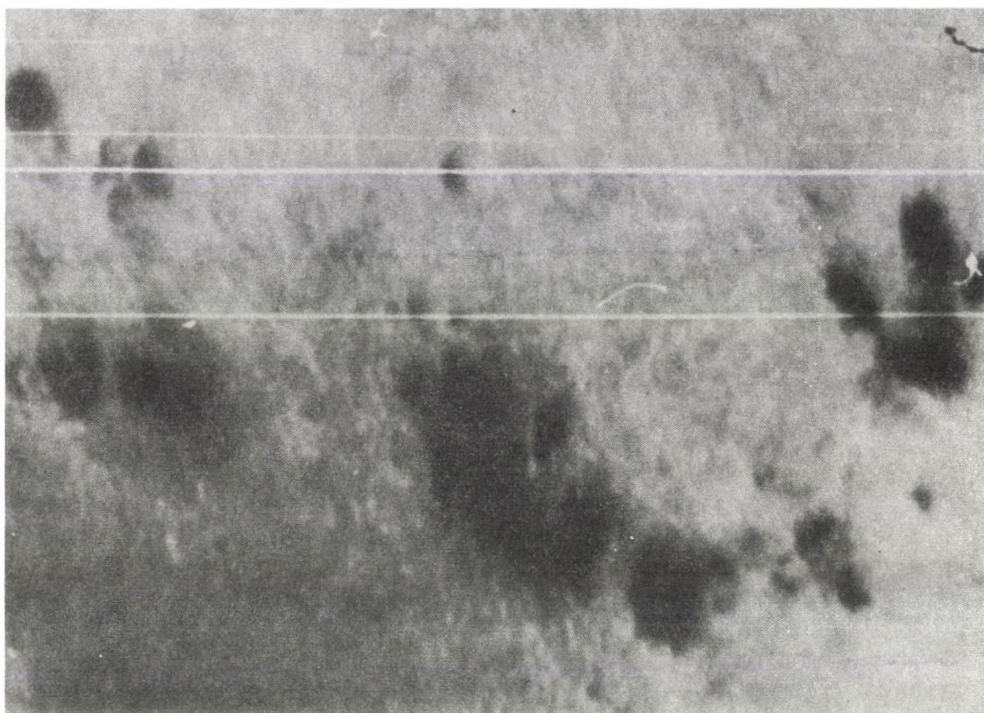


Рис.9. Фотография основных частей двух основных развивающихся групп солнечных пятен, которые создали июльскую протонную группу 1974 г.  
( июнь 30, 1974 г.,  $9^{\text{h}}26^{\text{m}}$  )

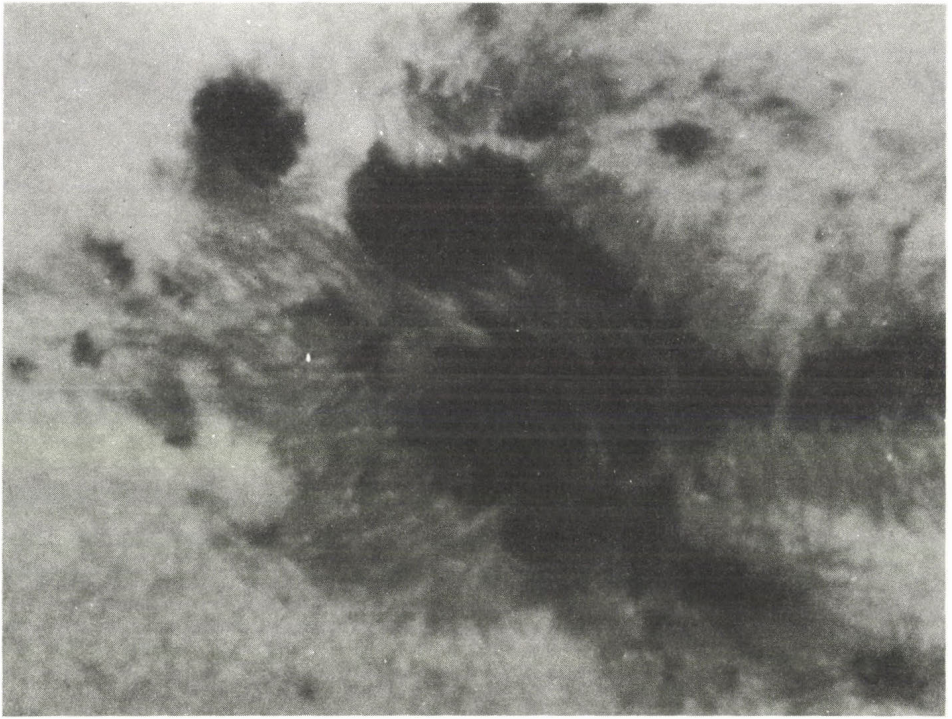


Рис.10а. Фотография хвостовой части июльской протонной группы солнечных пятен 1974 г. от третьего июля (8<sup>ч</sup> 39<sup>м</sup> 43<sup>сек</sup>).



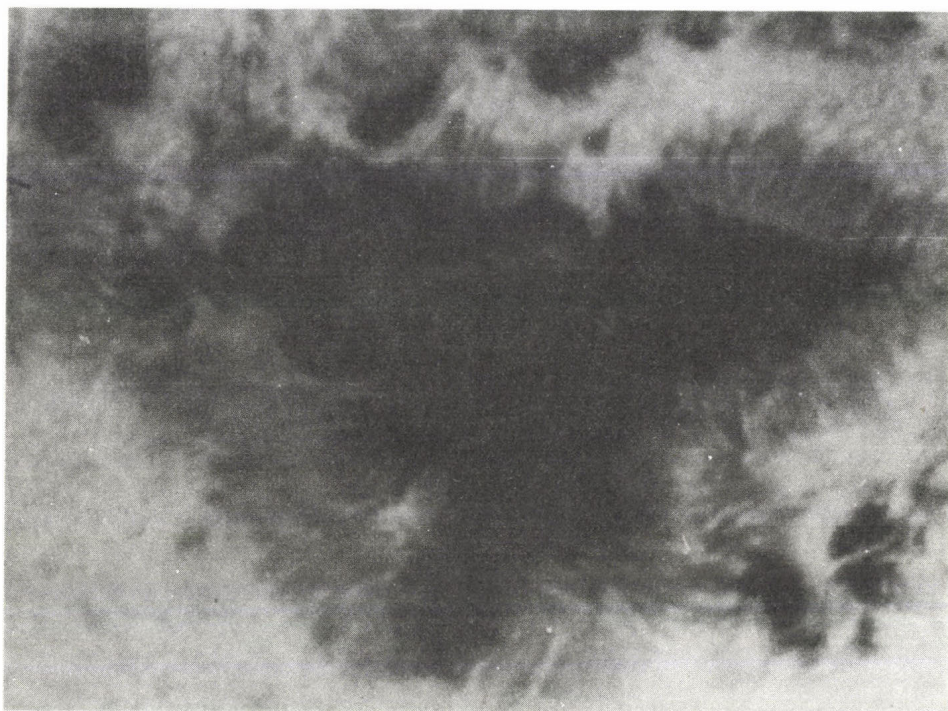
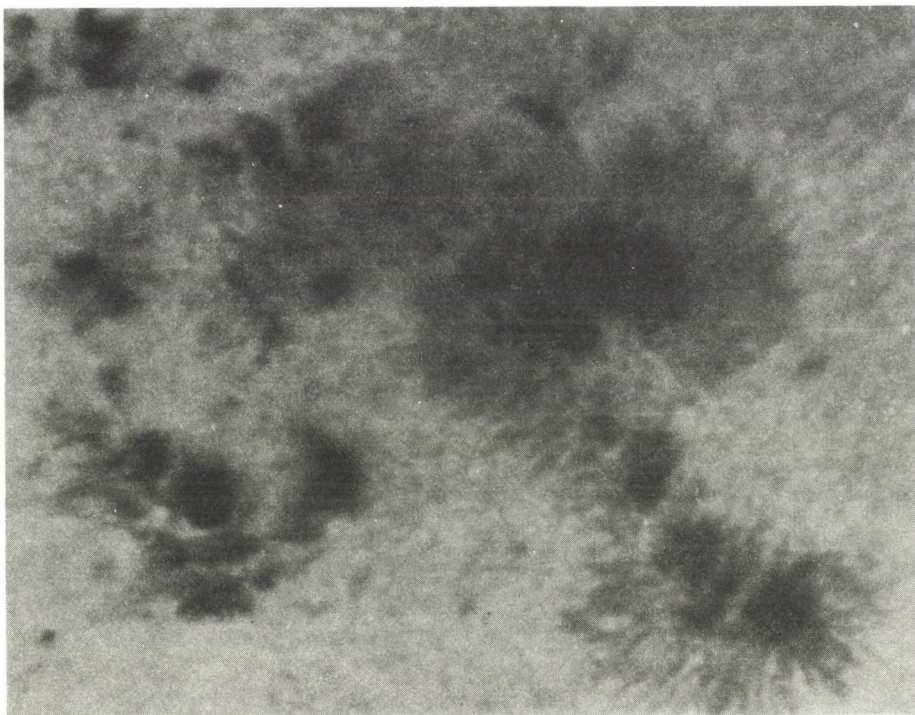


Рис.106. Фотография хвостовой части июльской протонной группы солнечных пятен 1974 г. от четвертого июля (14<sup>ч</sup> 26<sup>м</sup> 55<sup>сек</sup>).



*Рис. 11а.* Фотография ведущей части июльской протонной группы солнечных пятен 1974 г. от третьего июля (9<sup>ч</sup> 23<sup>м</sup> 08<sup>сек</sup>).

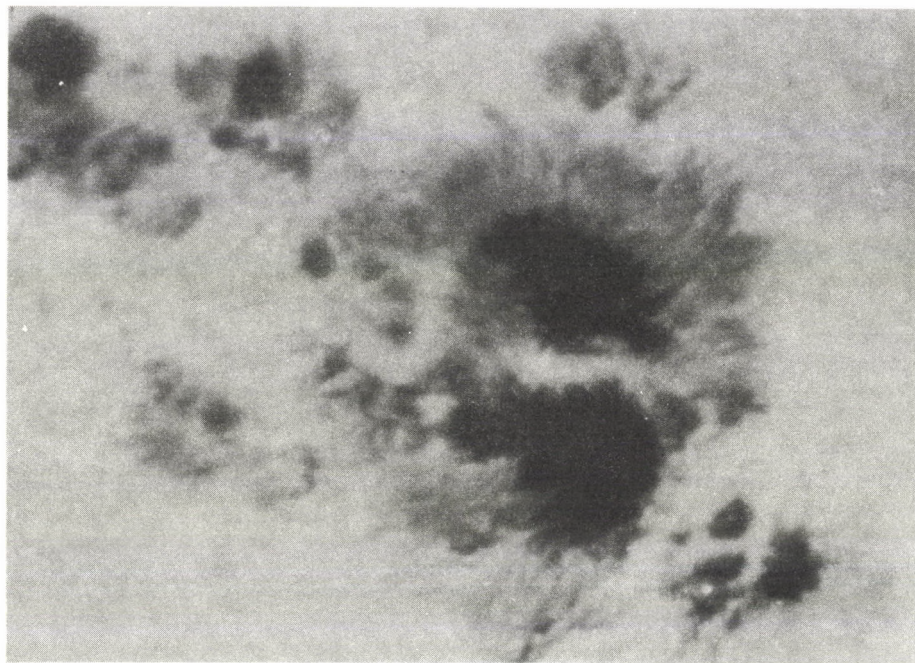


Рис.116. Фотография ведущей части июльской протонной группы солнечных пятен 1974 г. от четвертого июля ( $14^{\text{ч}} 27^{\text{м}} 15^{\text{сек}}$ ).





КОМПЛЕКСНАЯ ОБРАБОТКА ПРОТОННОЙ ВСПЫШКИ  
ОТ 3-ЕГО ИЮЛЯ 1974 г.

ЛЕ БАХ И ЕН, Л. КР Ж И В С К И Й, А. КР Ю Г Е Р, \*  
П. М А Ц А К, Т. Т Л А М И Х А

Astronomický Ústav ČSAV, Observatoř Ondřejov

\* Zentralinstitut für solar-terrestrische Physik, Akad.Wiss.DDR,Berlin

COMPLEX INVESTIGATION OF THE PROTON FLARE  
ON THE 3-RD JULY, 1974

LE BACH YEN, L. K Ř I V S K Ý, A. K R Ü G E R, \*  
P. M A C Á K, T. T L A M I C H A

Astronomical Institute of the Czechoslovak Acad. Sci.,  
Observatory Ondřejov

\* Central Institute for Solar-Terrestrial Physics, GDR Acad.Sci., Berlin

Abstract:

*Results of the complex investigations of the proton flare from July 3rd 1974 are presented in this paper. The pre-flare represents the preparatory stage of the main flare. The main flare, as observed in H-alpha, extended along the zero line of the longitudinal magnetic field. A field strength of ~3000 gauss (0.3 Tesla) was found along the zero line (where the H-alpha filament was situated). The flare ribbons were blocked in their side drift and were partially drawn back to each other after the flash phase.*

*We have found that*

- 1) the fast phase of the widening of the flare channel and*
  - 2) the existence of the impulsive radio-emission in the cm-range and*
  - 3) the Y-phase of the flare*
- are simultaneous phenomena.*

## ВВЕДЕНИЕ.

За несколько лет до появления минимума солнечной активности развивалась в конце июня 1974 года на солнечном диске активная область, которая была очень богатая вспышками (McMath I3043, SMP 3. VII. 1974). В первой половине месяца июля эта область создала несколько протонных вспышек (Křivský и Pintér, 1975, Křivský 1975). Одну из этих самых мощных вспышек 3. июля (1974 г.) мы изучали с точки зрения ее развития, ее положения в фотосферной структуре и магнитной конфигурации. Развитие вспышки также сопоставлялось с регистрациями радиоэмиссии, включая динамические радиоспектрограммы и спектральные графики.

Изучаемая вспышка была мощностью 2B с положением  $15^{\circ}$  S,  $08^{\circ}$  E, продолжалась по крайней мере 102 минуты и произошла путем расхождения двух эмиссионных волокон в  $H\alpha$ . Во многих отношениях эта вспышка показала виды, типичные для протонных вспышек (Křivský, 1963). Вспышка была источником быстрых частиц (фаза извержения 08.30 – 08.34 UT, поправка на свет – 8 мин.). Частицы приходили в шапку земли в 16.20 UT (Křivský и Pintér, 1975).

РАЗВИТИЕ ВСПЫШКИ В  $H\alpha$ .

Для изучения и измерения картины вспышки в различные моменты времени были использованы пленки в  $H\alpha$ , полученные в обсерваториях Ондражейов и Катанья, и изготовлены рисунки на проекции. Часть из них, охватывающая основные фазы явления, приведена на рис. I.

Зарисовки, естественно, страдают отсутствием некоторых деталей в сравнении с оригиналом, Их ориентировка: Север – верх, юг – вниз, восток – слева, запад – справа. Вспышки отмечены сплошной заливкой, темные волокна выделены контуром, яркие флоккулы обозначены точками а пятна – кружками с крестом. 3 июля 1974 г. были получены на обсерватории



в Ондрейжове фотосферные снимки и магнитная карта, так что мы смогли проследить развитие конфигурации вспышки относительно фотосферы и магнитного поля.

Картина области в  $H_{\alpha}$  непосредственно перед вспышкой была довольно сложной. Поле флоккулов было четкое (рис. 1а), между рядами пятен располагались тонкие темные волокна. Одно очень тонкое волокно, которое сильно искажается, располагается параллельно линии смены знака поля (или линии нулевого продольного поля). Оно лежит на очень узкой ленте полутени. Второе волокно более длинное, почти перпендикулярно пересекает первое. Существование темного волокна или филамента как признак появления нового магнитного потока было тесно связано с вспышечной активностью активной области. Об этом мы будем говорить позже.

В начале наблюдений 07:55 UT (время везде мировое), активность в области проявлялась в виде большой предвспышки, которая лежит вне группы пятен. Предвспышка начинается вблизи пятна  $S_4$ , потом расширяясь, охватывает это пятно (рис. 1 б). Второе тонкое волокно пересекает предвспышку, как позже мы увидим, отделяет ее от главной вспышки и потом резко повернуто на юг (рис. 1 в). Хотя это был явно слабый эффект, предвспышка расщепилась на две яркие ленты (08:31 UT). От этого момента она отрывается от главной последующей вспышки, потом постепенно значительно угасла и практически исчезла, хотя узлы ее еще сравнительно четко выделялись на фоне флоккула.

Главная вспышка сначала сформировалась вблизи пятна  $S_4$  и потом, вытягиваясь в направлении нулевой линии между пятнами  $S_4$  и  $S_5$ , образовала изогнутую полоску (рис. 1 г) в виде U-фазы (Křivský, 1963). Ленты практически сформировались. Вспышка значительно увеличилась, ленты стали шире, протяженнее, ярче и однородны по яркости. Наиболее заметные изменения претерпели участки вспышки, расположенные между пятном  $S_4$  и темным волокном, исходящим из пятна  $S_6$ : левый конец, повернутый вниз (S) образует левую ленту (E-S) U-фазы главную фазу ускорения частиц. Две вспышечные

ленты частично слиты, частично разделены. У – фаза продолжалась от 08:30 до 08:34 ут, максимальные всплески рентгеновского излучения в диапазоне  $I - 8 \text{ \AA}$  появились в 08:30 ут и радиовсплески в диапазоне 8800 МГц появились в 08:36 ут.

Из вышеприведенного сравнения этой одновременности вытекало свидетельство в пользу того, что У – фаза связана с фазой ускорения частиц (рис. 2).

Через несколько минут после У-фазы наблюдалась максимальная яркость в линии  $\text{H}\alpha$  и ленты полностью расширились (08:41 ут). Ширина вспышечного канала не была большая, максимальная ширина достигает величины  $28 \cdot 10^3 \text{ км}$ . Самым интересным явлением в этом случае является следующее обстоятельство: ширина канала главной вспышки сначала увеличивается быстрее, со скоростью 41,1 км/сек, потом уменьшается медленнее, со скоростью – 4,4 км/сек. При предвспышке такое явление не наблюдалось. Может быть это только кажущийся эффект, вызванный диффузией излучающего вещества во вспышке или понижением контраста вспышечных лент. С другой точки зрения мы можем предполагать, что боковое расширение вспышечного канала не было полностью свободным, ему мешает магнитное поле. Под действием вспышечного толчка кинетическая сила сначала была выше магнитной, поэтому расширение канала было более свободное. Наоборот, после взрывной фазы постепенно магнитная энергия на боках канала взяла верх над кинетической и становится решающей. Вспышечные ленты, блокированы магнитными источниками пятен на боках притягивались частично друг к другу. Таким образом уменьшается в этом случае в фазе затухания ширина канала.

На рис. 2 приведены результаты наших измерений ширины вспышечных каналов. Левая кривая принадлежит предвспышке, правая – главной вспышке. Измерения были проведены независимо двумя методами: с одной стороны с помощью программы ESTAR для счетной машины ЕС 1040, с другой стороны с помощью проекционного аппарата на сферическую поверхность. Результаты, полученные этими методами, как видно на графике, почти не отличаются.



## МЕСТОПОЛОЖЕНИЕ ВСПЫШКИ В ФОТОСФЕРЕ И В МАГНИТНОМ ПОЛЕ

## Положение вспышки в фотосфере.

На основании снимков вспышки 3 июля 1974 г. полученной в обсерватории Катанья (Италия), которые были сняты в линиях  $H\alpha$ , мы смогли следить за положением главных вспыхивающих полосок по отношению к фотосфере. На рис. 3 для примера показаны две фазы вспышки: в 08:37 UT и 08:54 UT. Первый снимок был сделан в  $H\alpha + 1,0 \text{ \AA}$ , другой в  $H\alpha + 0,8 \text{ \AA}$ . На этих снимках хорошо видны также пятна в фотосфере. Снимки были проектированы на шаровую плоскость, затем измерялись расстояния от разных характеристических точек вспышки относительно некоторых четких пятен. Получились расстояния для разных фаз полосок вспышки по отношению к фотосфере, которое расчетом мы перевели на фотосферные снимки увеличенного размера, полученные на ондржейовской обсерватории. Мы представляем два снимка для разных фаз развития вспышки. Первый снимок показывает полное развитие U-фазы. Как обычно в начальный момент вспышка произойдет на нулевой линии или вблизи нее. U-фаза появилась здесь через 6 минут после начала вспышки. Вся картина немного изменилась: перемещалась вправо (W) от нулевой линии и вела себя иначе, чем ожидалось. Для объяснения этого явления мы предлагаем считать, что между двумя главными областями полярностей существуют "острова" с противоположными полярностями. Такая конфигурация полей позволяет образование протонной вспышки и дрейф волокон в стороны от нулевой линии.

Второй снимок показывает более развитую стадию вспышки. Возникает вопрос, как движутся вспыхивающие волокна? Показывается что сначала целая вспышка немного перемещалась влево в направлении к востоку. Потом правое волокно (W) заблокировано и движется только левое волокно (E). Мы провели также позиционные измерения вспыхивающих волокон — на установке Аскорекард и расчеты для перевода на фотосферу



были сделаны с помощью программы для счетной машины. Эти результаты хорошо совпадают с результатами, обнаруженными на основании очень простых расчетов из проекции на сферическую плоскость.

Магнитное поле 3 июля 1974 г.

Для составления карты магнитного поля были получены две серии зеemanовских спектрограмм от 04:20 до 04:50 UT из наблюдений с горизонтальным спектрографом в Онджейове (Бумба и др. 1976). Положение входной щели спектрографа в изучаемой группе было фотографировано одновременно с каждой спектрограммой. Таким образом получено 48 спектрограмм из которых 45 применено к составлению карты продольного магнитного поля.

Эффект Зеемана был исследован в линии  $\text{FeI } 6302,5 \text{ \AA}$  в 4-ом порядке спектра с дисперсией  $3,636 \text{ мм/\AA}$ . Обработка спектрограмм сделана с помощью прибора для измерения малых смещений (Mácsák P., 1977) у которого применяется автоматическая запись данных на перфоленту. После редукций измерений в вычислительном центре института был получен для каждой спектрограммы график хода продольной составляющей магнитного поля в зависимости от участка щели спектрографа. Потом была графическим методом составлена карта магнитного поля в уровнях 200, 400, 800 и 1600 Гс. На рис. 4а в карте продольного поля отрицательная полярность обозначена штрихованной линией, положительная — сплошной.

Нулевая линия продольного поля проходит в узком поясе от пятна  $S_3$  вокруг пятна  $S_4$  как видно на рис. 4б.

Из некоторых спектрограмм очевидно, что чередование магнитных полярностей проходило в таких местах, в которых величина напряженности поля достигала самое большое значение. В следующей таблице № I указаны максимальные значения напряженности  $|\vec{B}|$  определенные с помощью компаратора в таких точках у нейтральной линии, где было видно полное расщепление линии  $\lambda 6302,5$ .

На рис. 4б приводится величина напряженности поля в местах прохождения границы противоположных полярностей – в нескольких случаях взята средняя величина. Величины на рис. 4б надо умножить на 100 Гс.

Из приведенного вытекает наличие сильного поперечного поля в пространстве нулевой линии, которое при обсуждении только продольной составляющей ускользает от внимания. Можно считать, что сравнительно сильное поперечное поле есть характерным свойством активных областей производящих самые большие вспышки. Таким образом, как видно из таблицы № I, возможно тоже получить ценные информации о плотности магнитной энергии и также о магнитном давлении вблизи нейтральной линии.

## РАДИОЭМИССИЯ ВСПЫШКИ

### Спектральный график

На рис. 5 изображен спектральный график изучаемой вспышки из 3 июля 1974 г., график построен на основе измерений потока излучения всплесков на отдельных фиксированных частотах в диапазоне  $30 \div 9500$  МГц. Эта диаграмма отражает общую структуру всплесков, и имеет очень характерный вид:

1 – Появление компоненты микроволнового всплеска четвертого типа, сопровождаемого компонентой типа квазистационарного всплеска типа IV mA, разделенного относительным минимумом и смещенного с группами всплесков III-ого типа, является выражением эффектов взрывной фазы.

2 – Следует отметить существование в дальнейшем непрерывной фазы всплеска типа IV mB как это бывает во время начальных этапов шумовых бурь. В этой компоненте появились квазипериодические колебания с периодами порядка нескольких (около двух) минут, особенно в промежутке времени от 09:30 до 09:50 UT на частоте 64 МГц.

3 – Как особенность отметим, что хорошо видно появление предвспышки, показывающей только импульсную фазу (группы



всплесков III-ого типа) вследствие расположения источника в области менее сложных магнитных структур. Следует еще заметить, что микроволновая часть и компонента всплеска типа IV мВ были обратно поляризованы как обычно. Этот факт говорит о том, что наибольшая часть объема вспышки была расположена над районом южной магнитной полярности группы пятен. Эта черта, являющаяся появлением медленных квазипериодических флуктуаций наблюдалась также на мощной вспышке уже 2-ого июля, которая развивалась в той же самой активной области.

Динамический радиоспектр в диапазоне 810 МГц – 70 МГц.

Показывается также динамический спектр (810 – 70 МГц), полученный в обсерватории Ондржейов (рис. 6). Спектр в виде негативной модуляции. Это значит, что радиомиссия темная. Горизонтальные пояса – радиопередатчики. Почти в середине спектрограммы на темном поясе – Временные метки в интервалах минут.

Во время предвспышки (в 8:08) видна нечеткая серия типа III в целом диапазоне. Во время протонной вспышки в эксплозивной фазе начинается эмиссия приблизительно в 8ч 26 мин (350 – 470 МГц), которая особенно расширяется от 8ч 29 мин 30 сек на целый диапазон частот с типом IV и модулированным типом III, особенно в дециметровом диапазоне. Самая четкая фаза эмиссии оканчивается к 8 ч 38 мин. Намечается нечеткая эмиссия типа II (8ч 36 мин 30 сек), эмиссия континуума продолжается свыше двух часов. Самым интересным эффектом в диапазоне 270 – 240 МГц являются квазипериодические пульсации. После взрывной фазы видны группы типов III, которые продолжают до конца вспышки (9 ч 40 мин) и появляются тоже эффекты негативных дрейфов, это значит, что источник эмиссии падает вниз (например, в 8ч 52 мин, 8ч 53 мин).

#### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Из вышеприведенной обработки вспышки 3 июля мы получили



к следующим замечаниям:

1) Существование темного волокна (или филамента) как признак появления нового магнитного потока, тесно связано с вспышечной активностью

2) Предвспышка является подготовительной стадией для главной вспышки. Она произошла вне центра группы.

Главная вспышка находилась при нулевой линии, где магнитный градиент является наибольшим. В случае сильного магнитного поля и мощных градиентов вспышечные ленты могут быть в своем боковом дрейфу заблокированы и притянуты после взрывной фазы частично друг к другу. Таким образом уменьшается после взрывной фазы ширина вспышечного канала.

3) Показывается современное существование и продолжительность быстрой фазы расширения вспышечного канала с импульсивной радиоэмиссией сантиметрового диапазона и вместе с тем временное помещение фазы У до начала этого взрывного периода развития.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Bumba, V., Klvaňa, M., Macák, P.: 1976, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 27, 257.
- {2} Krüger, A.: 1972a, *Physics of Solar Continuum Radio Bursts* (Akademie Verlag, Berlin)
- {3} Křivský, L.: 1977, *Solar Proton Flares and their Prediction* *Czech. Acad. Sci. Astr. Inst. Publ. No. 52.*
- {4} Křivský, L., Le Bach Yen: 1976, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 27, 360.
- {5} Macák, P.: 1977, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 28, 171.

Т А Б Л И Ц А 1

Спектрогр. №	В Гс	Спектрогр. №	В Гс	Спектрогр. №	В Гс
7/1	2790	11/1	2740	15/1	2980
8/1	2840	12/1	3000	17/1	2400
9/1	2920	13/1	2900	19/2	1880
10/1	3020	14/1	2840	20/2	2820
				21/2	2860

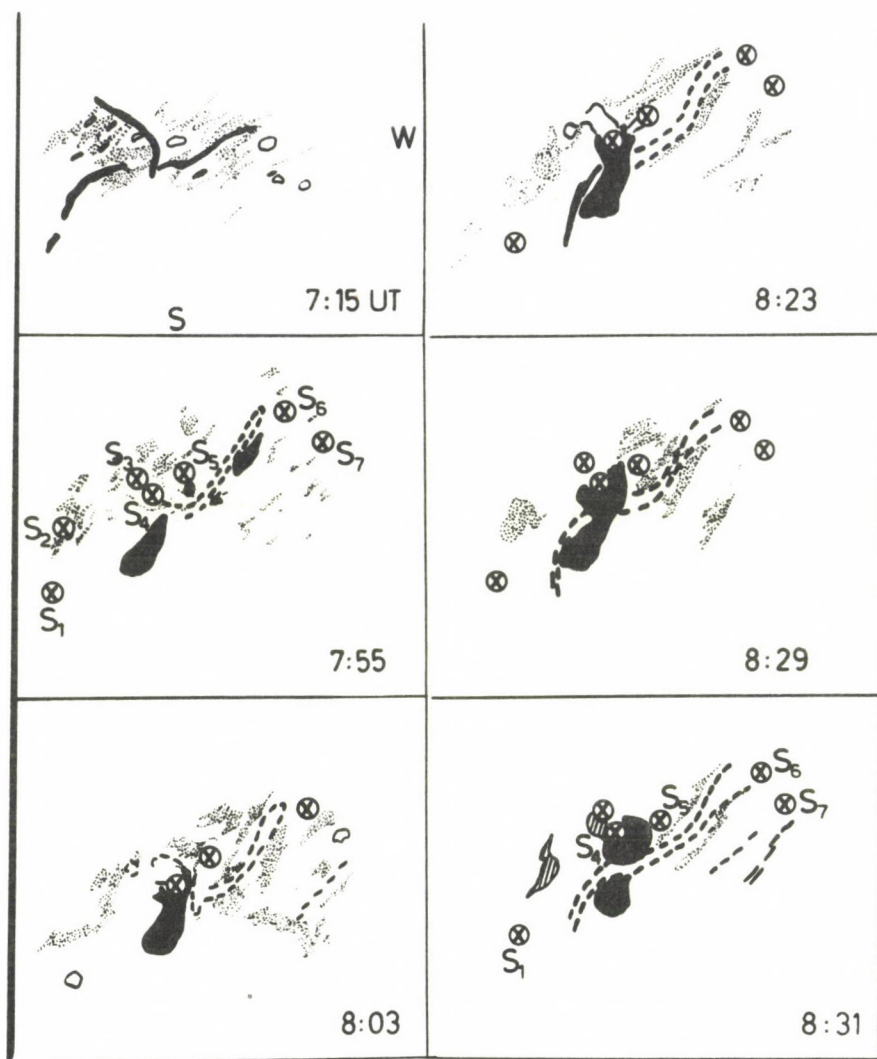


Рис. 1а. Основные стадии развития вспышки 3 июля 1974 г.

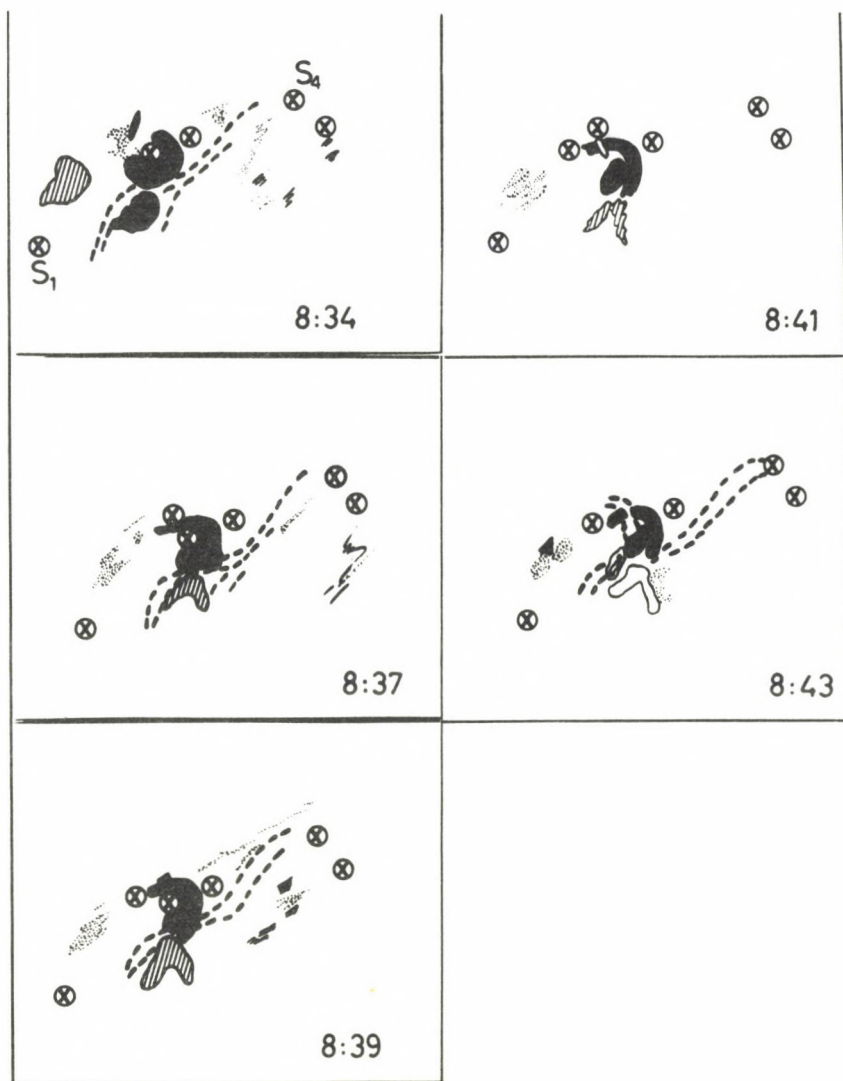


Рис. 16. Основные стадии развития вспышки 3 июля 1974 г.



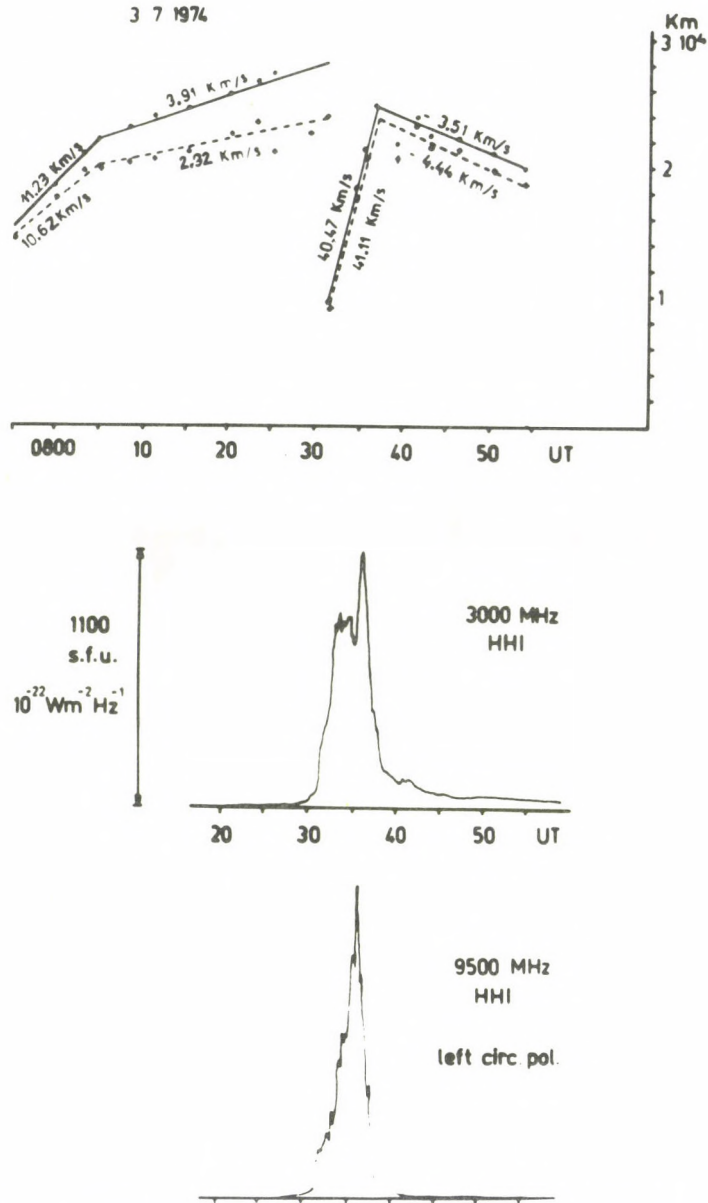


Рис. 2. Результаты измерений ширины вспыхивающих каналов. Левая кривая принадлежит предвспышке, правая — главной вспышке. Внизу вправо: полный ток радиоизлучения.

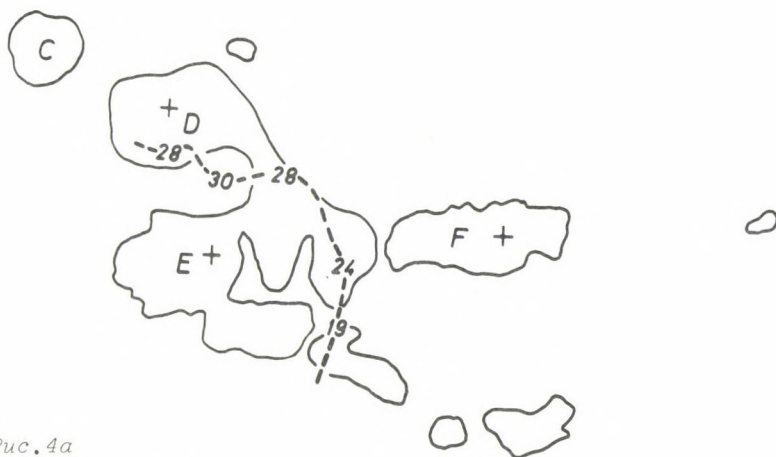


Рис. 4а



Рис. 4б.

030774

Рис. 4а. Нулевая линия продольного поля

Рис. 4б. Магнитная карта 3-его июля, 1974 г. Отрицательная полярность обозначена штрихованой, положительная - сплошной.

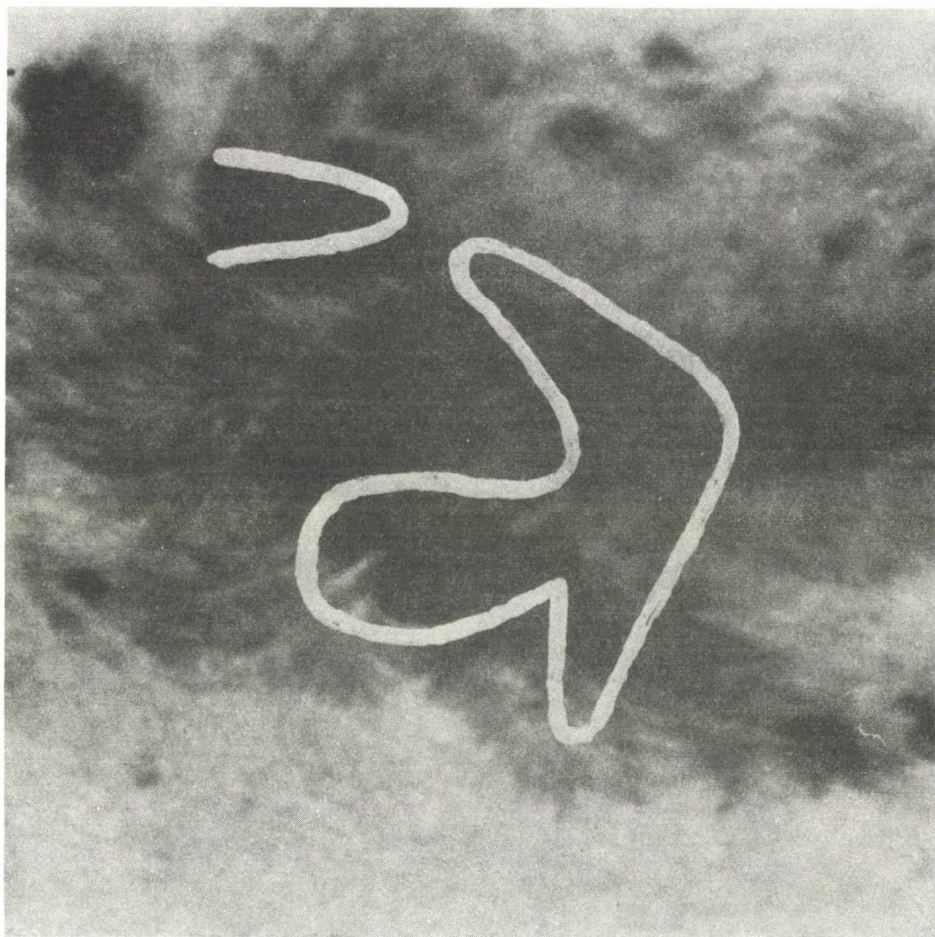
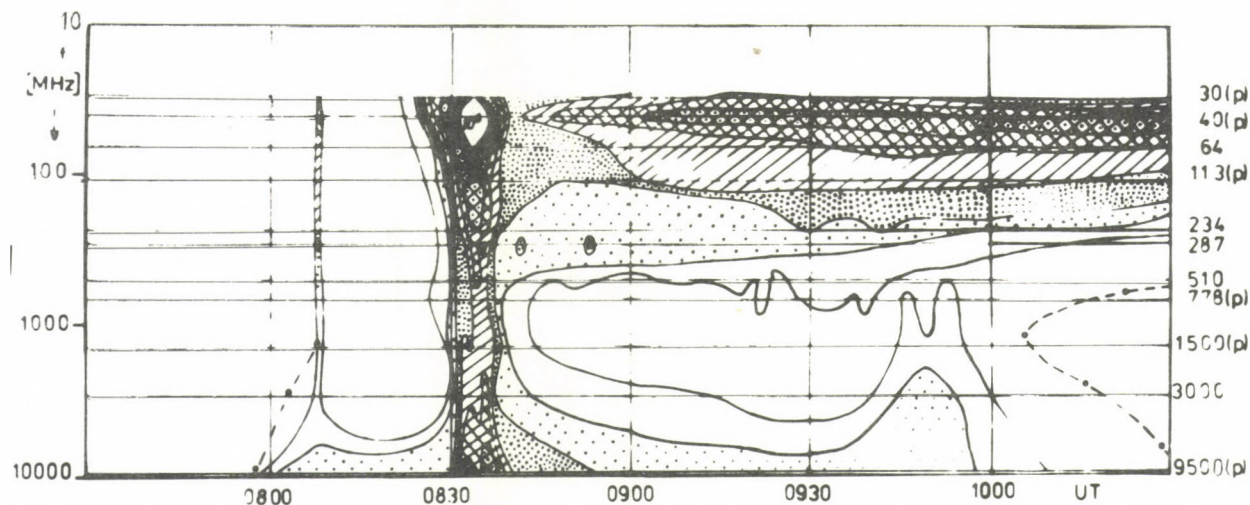


Рис. 3а. Местоположение вспышки в фотосфере в  $\text{H}\alpha + 1.0 \text{ \AA}$ .



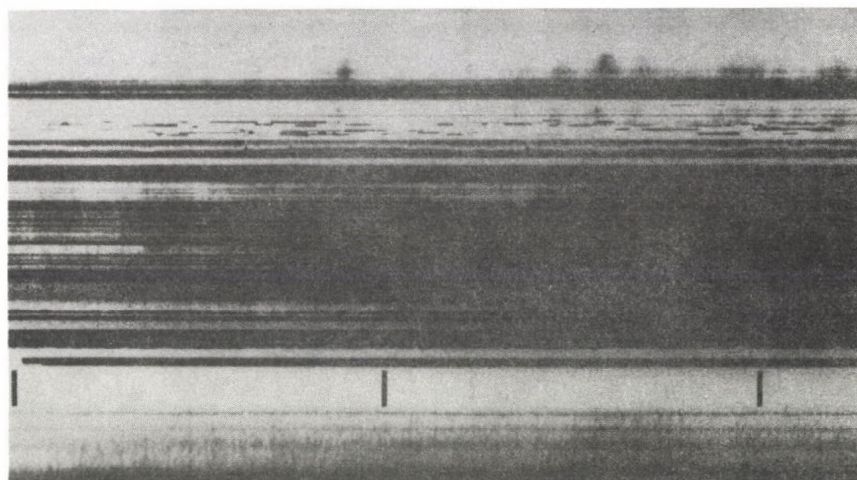


Рис. 36. Местоположение вспышки в фотосфере в  $\text{H}\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ .



Spectral diagram of solar burst of 1974 July 3

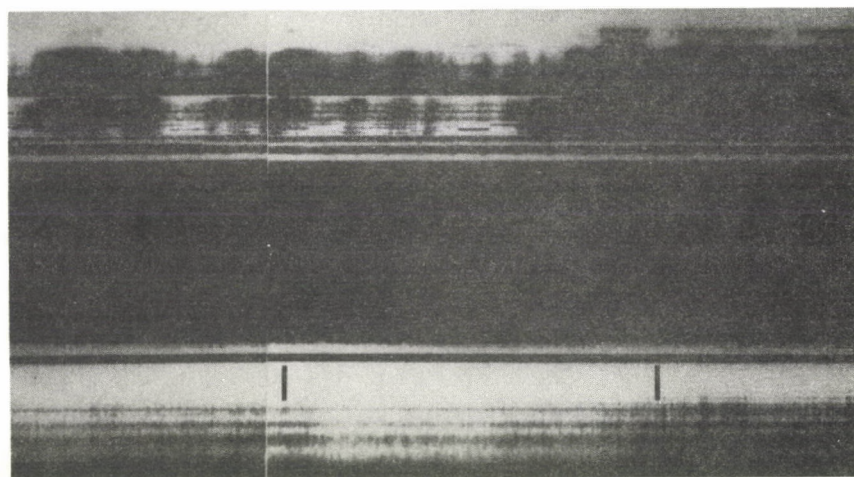
Рис. 5. Спектральный график в радиодиапазоне протонной вспышки (3 июля 1974 г.)



08:29

08:30

08:31

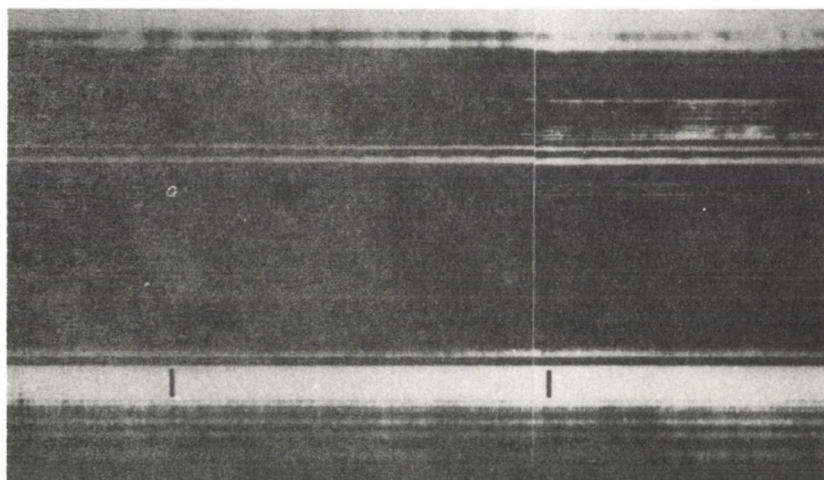


08:32

08:33

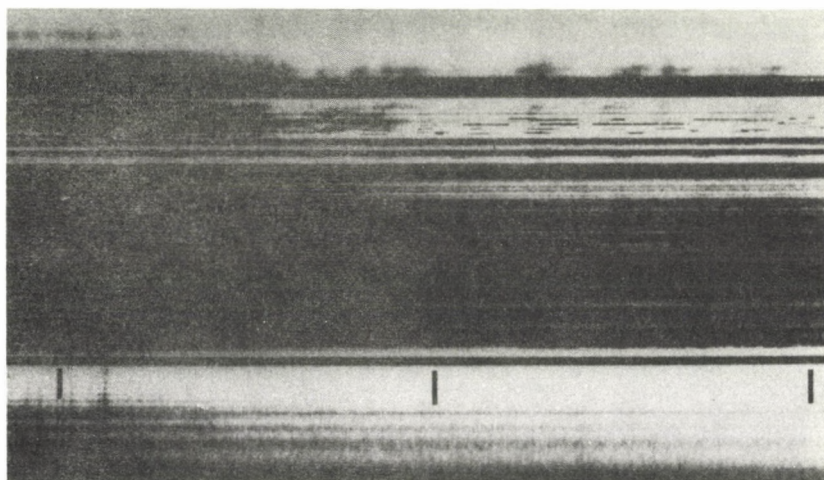
Рис. 6а Динамическая радиоспектрограмма (3. июля 1974 г.)  
от интервала 08:29 до 08:34





08:34

08:35



08:36

08:37

08:38

Рис. 65. Динамическая радиоспектрограмма (3. июля 1974 г.)  
от интервала 08:34 до 08:38

THE DEVELOPMENT OF THE SUNSPOT GROUP ASSOCIATED  
WITH THE WHITE LIGHT FLARE OF JULY 1974

Á G N E S   K O V Á C S

Heliophysical Observatory of the Hungarian Acad.Sci., Debrecen

Abstract:

*The umbral motions in McMath Region 13043 were studied on the basis of a series of full-disc white light heliograms. The observational periods cover the occurrence of two major flare events. Several examples are given to show that there may be some close correlations between the major flare events and the motion of umbrae.*

РАЗВИТИЕ ГРУППЫ СОЛНЕЧНЫХ ПЯТЕН, СВЯЗАННОЙ  
СО ВСПЫШКОЙ В БЕЛОМ СВЕТЕ ИЮЛЯ 1974 г.

А Г Н Е Ш   К О В А Ч

Гелиофизическая Обсерватория Венгерской АН, Дебрецен

Абстракт:

*Движения ядер в McMath Plage Region № 13043 были исследованы на основе серии гелиограмм полного солнечного диска сделанных в белом свете. Периоды наблюдений охватывают время двух больших вспышек. Показано несколько примеров, что движение ядер и большие вспышки вероятно тесно связаны.*

## INTRODUCTION

Within the frame of the INTERCOSMOS programs we obtained, simultaneously with various on-board measurements on solar activity, several series of ground-based photographic observations of the solar photosphere to investigate the proper motions of sunspots.

Early in July 1974 several important solar flares occurred in the immediate vicinity of the large complex sunspot which crossed the solar central meridian around midnight on July 3/4, and just the three largest flares were observed on these days (cf Figure 1). Of these three flares the second one on July 3 and the one on July 4 fell in our daily observational period. This latter major flare could be seen for a short time even in white light, and was also confirmed by our own photographic observation (Figures 2 and 3).

The white light flare has been observed visually by W.A.Feibelman {1} R.Pike {2} and I.Gordon. Feibelman was also able to make a photograph, while the other two observers recorded the flare only on drawings (see in {3}).

The flare active complex sunspot in question formed the main part of an extensive sunspot group on the Sun's southern hemisphere, which was born near the east solar limb, in the McMath Region 13043, on June 28. On the same day a round spot of *p* polarity, SE to the new group, rotated onto the solar disc which is certainly a remnant of an old group (Figure 4). According to the serial number of the *Solnechnye Dannye* the designation of the old group (of a single spot) is C $\Pi$  No.95, and that of the new group C $\Pi$  No.96. These designations are used in the following. The corresponding Mt.Wilson numbers are 19426 and 19427, while the Monthly Bulletin of the Rome Observatory used a common number for both.

In the present paper numerous examples of proper motions of umbrae are given which are appropriate to speculate upon some connections between the occurrence of major flares and the development by means of umbral motion of the associated sunspot group.



## THE OBSERVATIONS

The observational material used was obtained at the Gyula Observing Station of the Debrecen Heliophysical Observatory. The objective of the photoheliograph was stopped down to 7 cm and the diameter of the Sun's image at the secondary focus was 10,4 cm. The full-disc white light heliograms were mostly taken on Kodalith films (of estar base) or on Agfa-Gevaert diapositive plates of 14×14 cm, through a yellow metal interference filter of about 100 Å effective half-width, centered at 5460 Å, or a GG 11 Schott filter, respectively. Our photograph which shows the white light flare was taken on film. The majority of the 270 heliograms used were taken by Zsuzsa Kiss, the rest by L.Kókai and L.Márki-Zay.

The daily periods of observations are given in Figure 1 also showing the number of heliograms i.e. the number of observations in each interval. In those cases, when (on account of bad weather) only a few heliograms could be taken, then each line indicates 2 observations.

The positions of the umbrae were determined by means of an Ascorecord coordinate measuring instrument. From the measurements the calculation of the Carrington coordinates, the heliographic longitudes (L) and latitudes (B) was made by Magda Kovács with a PDP computer. Our routine computer programme takes, by the reduction, some corrections for the differential refraction into account and also some instrumental ones, particularly corrections for optical distorsion of the enlarging system of the heliograph. The method and technique of both of our heliographic observations and their reduction are given in detail elsewhere, in a separate issue of our Publications.

All measured umbrae are denoted by a number or letter or a reasonable combination of these signs. The denotations

of umbrae also indicate the magnetic polarities. The preceding polarity ( $p$ ) is marked with numbers, the following one ( $f$ ) with letters. In our case the north magnetic polarity is the  $p$  polarity. We have taken the polarities mainly from Rome and Potsdam measurements of Casamassima and Croce {4} and Künzel {5}, respectively.

In the middle of Figure 1 the two parallel broken lines at July 3 and 4 call attention to the major flares which were evidently closely related to the striking, rapid changes in the structure of the large complex spot, seen in Figures 5 and 6. Figure 1 explains self-evidently that it was worth-while concentrating our study to the 6-day period beginning with July 1, since in this period we had quite a number of observations and were able to follow and measure many umbrae within the group, just at the time when the group showed high flare activity.

In Figures 7a and 7b the drawings - one for each day - show the life-history of the whole region during its entire disc-passage. (The rectified drawings were made by a HP calculator.) In the daily drawings denotations are given only to those umbrae which we could follow for long enough.

The immediate observational results are the determined heliographic coordinates of umbrae. They are given, one by one, in Figures 8-14 for the most interesting cases. Both the Carrington heliographic longitudes ( $L$ ) and the heliographic latitudes ( $B$ ) versus time are plotted with small (open or filled) circles. In these Figures the accuracy of the measurements is represented quite well by the scatter of these plotted circles. According to the Figures the mean error in both coordinates is generally about 0.05 heliographic degree. But this error should be mainly attributed to seeing conditions, since the plots of the repeated measurements generally result in values within the limit of the circle.

The over-all motions of the umbrae within the Carrington coordinate network is to be seen in Figure 15. Here all measured positions of all the umbrae are used. The short



curves of unbroken lines indicate the average positions over the plotted data of single observations. In this Figure each new day is indicated by a change in colour as shown in the legend. The data of the first measurements - marked by a triangle - is designated by a large symbol the last measurement by a corresponding small symbol.

#### THE EVOLUTION OF THE SUNSPOT GROUP

The spot area of the group reached its maximum value on July 4. Comparing the changes over a 4-day period before and after maximum, we found the course of areal growth slower than that of decay (cf Figures 7a and 7b). This is somewhat unusual since in general the decaying phase is definitively the slower, and this behaviour already indicates that the spot group in question is not a regular one.

On July 4 the group clearly consisted of two almost equally large parts. One, the leader, was formed by umbrae of  $p$  polarity in three close penumbrae, while in the other equal areas of umbrae of both polarities were present mainly in a single penumbra. This large spot of  $\delta$ -configuration already began to form on June 30. The apparent irregular character of the group disappears immediately if we divide it into two groups. One consists of the umbrae  $1-10$  and  $\alpha-g$ , while umbrae  $I-IV$  and  $\alpha-\eta$  belong to the other group. The two very close groups having practically the same latitude, almost developed quite normally, i.e. their  $p$  and  $f$  parts, lying nearly parallel to the equator, showed the typical divergent motion, and therefore it was to be expected that by the normal evolution of these two groups a complex large spot was formed.

It would be more appropriate to speak of more than two groups, since the umbrae  $\delta-g$  formed on July 2-3 and the pair of umbrae  $IV-\eta$  first seen on July 4 may be regarded as two independent regular groups. The divergent motion in both cases was very striking, especially at the beginning (cf Figure 15). Even alone umbrae  $g$  and  $IV$  form a



$\delta$ -configuration (cf Figure 6) in the close vicinity of the white light flare on July 4. In Figure 6 it is clearly seen that  $g$  moved on the day of the white light flare towards the position of the flare. (Similar examples were also given by Gopasyuk {6}.) By the next day it had disappeared completely.

#### UMBRAL MOTIONS

In Figure 15 it is easily visible that the general trend of motion was a westward drift of the  $p$  polarity umbrae and an eastward drift of the  $f$  polarity umbrae. Among the umbrae of  $p$  polarity, 1-10, there are two distinct groups, one consisting of umbrae 1,3,4,5 and 8, the other of 2,6,7,9,10. The first group had the peculiarity that all umbrae passed through a narrow corridor lying approximately between longitudes  $162^\circ - 164^\circ$ , and latitude  $14.9^\circ \pm 0.2^\circ$ . The other group had the peculiarity that on July 3 the westward motion of umbra 2 turned eastwards after 8:36 UT, the maximum of the second major flare on that day. Umbra 10, the only  $p$  polarity umbra, started to move eastwards about the same time that umbra 2 turned eastwards too. But after July 4 umbra 10 turns north.

Some examples of the accurate shifts in both coordinates can be seen in Figures 8-14 and from the original of such graphs the velocities given in Tables 1-4 are determined.

In Figure 8, for comparison, we also show the motion of the remnant of the old, decaying group No.95. Here the rate of the differential rotation for the adequate latitude is seen. Since the studied group of spots had a smaller latitude, its motion in longitude was not at all influenced by the differential rotation. As we see, the old spot (of No.95) showed only a slight E movement in longitude, characteristic of old age while in the beginning young spots move a lot in longitude for some days, - the spots of  $p$  polarity westwards, those of  $f$  polarity eastwards. We can see good examples of this behaviour in Figures 9-14.

It seems that the most important, or perhaps the only way for sunspot development, especially the formation of larger spots i.e. their growth in area, is the coalescence by motion of smaller umbrae and pores. Earlier, some examples of this kind of development have already been given by Dezső et al. {7,8}. Now we can see convincing proof in Figures 9-14 of how several umbrae merged through motion to form larger objects.

On July 6 the whole region was already in the declining phase, also illustrated by the disintegration of umbra 2, shown in Figure 10.

#### UMBRAL MOTIONS AND MAJOR FLARES

The 2B flares, on July 4 and the second one on July 3, were both practically in the same place, according to the IAU Quarterly Bulletin. (The earlier 2B flare on July 3 was in longitude  $3^\circ$  westward.) The maxima of these three H $\alpha$  flares were as follows: July 3, 3:18 UT and 8:36 UT, July 4, 13:57 UT. Since the third of these H $\alpha$  flares and the white light flare observed on July 4, 13:56 UT are only two different manifestations of the same phenomenon, we have reasonable ground for believing that the sites of the four white light flare patches (A,B,C,D) shown in Figure 3 also represent the nucleus of the flare of 8:36 UT on July 3.

The positions of the four white light patches in order of diminishing brightness are given in Table 5. Due to the lack of photometric scale and since the limb darkening effect could hardly be used for trustworthy extrapolation because the heliocentric distance of the white light flare was only 20%, it was only possible to make some brightness estimations. Nevertheless the real over-all relative intensity distribution of the flare region is revealed by a colour equidensitometric picture {9}. A somewhat more detailed black-white equidensitogram proves that patch A was definitively brighter than the surrounding photosphere and

*B* also reached photospheric brightness. The average diameter of patch *A*, measured on the original negative, was found to be 2.6 arcsec,  $1.9 \cdot 10^3$  km.

The zero line of the longitudinal magnetic field is visible in all original photographs on July 4 as a horseshoe-shaped light bridge. Its diffuse continuation between *A* and *B* were already seen quite brightly in the morning (cf picture a./ of Figure 6). The bright patches *A* and *C* most certainly lie on the same side of the zero line, while *B* lies on the other side. In other words, the nucleus at least for the two major flares in question occurred in close vicinity to umbrae *I* (especially its  $I_\gamma$  part), *g* and *IV*.

In Figures 5 and 6 we see the flare region at the photospheric levels, before and after the major flares. In both pairs of photographs we can see at a glance how large changes occurred as a result of the flare events. Perhaps the most interesting are the coalescence of  $g_1$  into  $g_2$  and  $I_\gamma$  into  $I_\alpha$  on July 3, and the rapid relative motions of *g* and *IV*, in respect to the large *p* spot *I* on July 4. In the case of these umbrae the variations in coordinates, with more or less abrupt changes in their course at the time of the major flares (marked by broken lines in all Figures 8-14), are definitively recognisable in Figures 13 and 14. The largest changes in velocity from before to after the flare was found by umbra *g* on July 4: the velocity of its eastward drift increased more than three times (cf Table 3).

It is important to notice that even umbrae 1, 2 and 8 quite far from the flare, perhaps also show some kind of flare effect (cf Figures 9, 10, 12 and Tables 3, 4).

We should like to emphasize that several examples were given where some peculiarities in umbral motions coincided with the major flare events. Consequently we may also conclude from the events analysed that there must indeed be some close relationships between the sunspot motion and the flare phenomena.



## ACKNOWLEDGEMENTS

Thanks are due to Professor L.Dezső for suggesting the observations and helpful discussions, and to Dr.H.Künzel who made some of his magnetic polarity determinations available.

## References

- {1} Feibelman,W.A.: 1974, *Solar Phys.* 39 (No.2. Dec.) 409.
- {2} Pike,R.: 1974, *R. Astr. Soc. Canada Journ.* 68 (No.6. Dec.)330.
- {3} - 1974, *Sky and Telesc.* 48 (No.3. Sept.)160.
- {4} *Monthly Bulletin* (Solar Phenomena) Oss. Astr.Roma 1974, N.195, 6.
- {5} Künzel,H.: private communication
- {6} Гопасюк,С.И.: 1962, *Изв. крымской Астр. Обс.* 27, 110.
- {7} Дежё,Л., Дертянош,Д., Калман,Б., Ковач,А.: 1971, *Солн. Данн.* № 7, 77.
- {8} Дежё,Л., Дертянош,Д., Герлеи,О., Калман,Б., Ковач,А.: 1972, *Солнечно-земная физика* (ИЗМИРАН) № 3,151.
- {9} Guman,I.: *this Volume.*

T A B L E 1

Average velocities of umbrae, in  $\text{km s}^{-1}$ , calculated from the daily mean position of two consecutive days. Between July 1-6 all umbral velocities  $\geq 0.05 \text{ km s}^{-1}$  are given. The direction of motion can be seen in Figure 15. (Velocity data underlined when the direction of motion was unusual.)

Umbrae	Dates	1 - 2	2 - 3	3 - 4	4 - 5	5 - 6
1			0.09	0.05	0.08	0.06
2			0.06	<u>0.06</u>	<u>0.06</u>	
3		0.05				0.05
6		0.11	0.06			
7		0.08				
8a			0.34	0.16		
8b				0.21		
8c				0.19		
8						0.08
9				0.13	0.10	0.05
10				<u>0.07</u>	0.07	0.07
a		0.06	0.06	0.05	0.08	
b				0.06		
c <sub>1</sub>		0.07				
c <sub>2</sub>		0.11				
c				0.07	0.05	
d		0.12	0.11	0.06		0.05
e		0.12	0.08	0.08	0.05	0.09
g				0.07		
I $\alpha$		0.16	0.07			
I $\beta_2$		0.09				
I $\gamma$		0.15	0.05			
I					0.05	
II			0.05	<u>0.05</u>	<u>0.05</u>	<u>0.06</u>
III				<u>0.05</u>		
IV					0.15	0.07
$\beta$		0.11	0.12			
$\gamma$		0.13	0.06			
$\delta$		0.11				
$\eta$					0.06	

T A B L E 2

The highest umbral velocities parallel to the solar equator ( $v_L$ ) on July 1, determined by the slopes of the lines showing the variation in coordinates of longitude. All velocities ( $v_L$ ) greater than  $0.1 \text{ km s}^{-1}$  in a 8-hour period before noon (UT) and also the relevant one day (d) variations in longitudes ( $\Delta L$ ) are given.

Umbræ of $p$ polarity	$\Delta L$ °/d	$v_L$ km/s	Umbræ of $f$ polarity	$\Delta L$ °/d	$v_L$ km/s
1a	+1.6	0.21	$c_1$	-0.9	0.12
1b	+1.7	0.22	$c_2$	-1.7	0.23
2a	+2.1	0.29	$\gamma$	-1.3	0.18
2b	+1.5	0.20	$\delta$	-1.0	0.13
I	+1.1	0.15			

T A B L E 3

Umbral velocities (parallel to the solar equator) before ( $b$ ) and after ( $a$ ) the major flare on July 3 and 4. Data determined in the same way as that of the Table 2.

Umbræ:	8a		8b		8c		g	
DATE (July)	$\Delta L$ °/d	$v_L$ km/s	$\Delta L$ °/d	$v_L$ km/s	$\Delta L$ °/d	$v_L$ km/s	$\Delta L$ °/d	$v_L$ km/s
3 $b$	+1.0	0.14	+2.2	0.30	+2.3	0.31		
$a$	+0.6	0.09	-	-	-	-	-0.8	0.10
4 $b$	+1.2	0.17	+2.2	0.30	+1.7	0.23	-0.8	0.11
$a$							-2.7	0.37



T A B L E 4

Some velocities of umbrae of unusual behaviour.  
Data obtained similarly as that of the Tables 2 and 3.

Umbrae:	1			2			IV		
DATE (July)	$\Delta L$ °/d	$\Delta B$ °/d	$v$ km/s	$\Delta L$ °/d	$\Delta B$ °/d	$v$ km/s	$\Delta L$ °/d	$\Delta B$ °/d	$v$ km/s
3 <i>b</i>	+0.8	0.0	0.11	+0.4	0.0	0.06			
---	---	---	---	---	---	---			
<i>a</i>	0.0	+0.7	0.09	-0.6	-0.1	0.08			
4 <i>b</i>	+0.5	0.0	0.06	-0.5	0.0	0.07	+0.6	-1.4	0.21
---	---	---	---	---	---	---	---	---	---
5							+0.6	-0.4	0.10
6							-0.2	-0.7	0.10

T A B L E 5

The heliographic coordinates of the  
white light flare patches  
of Figure 3

1974 July 4 13 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup> UT	A	B	C	D
L	155.6°	156.0°	155.6°	156.0°
B	-15.0°	-15.4°	-14.8°	-15.7°

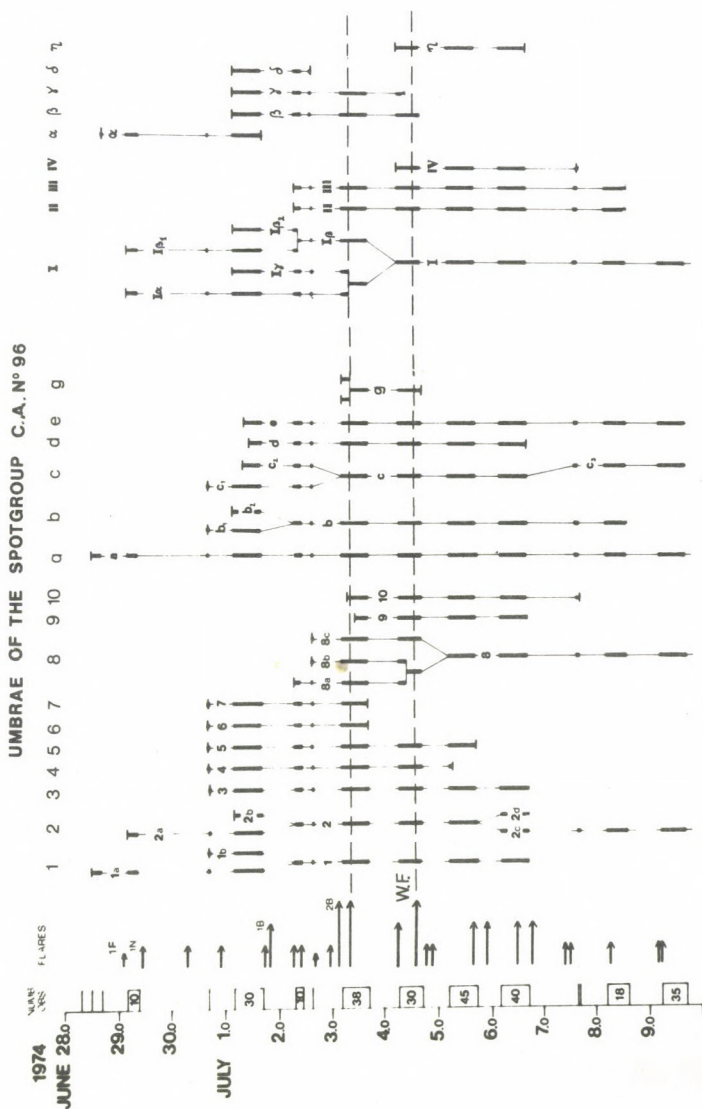


Figure 1. Synoptic chart indicating the history of the umbrae. The heavy lines show the periods (in UT) of position measurements. In the third column: all flares of  $\text{Imp} \geq 1$  observed in the spot group according to IAU Quarterly Bulletin on Solar Activity.

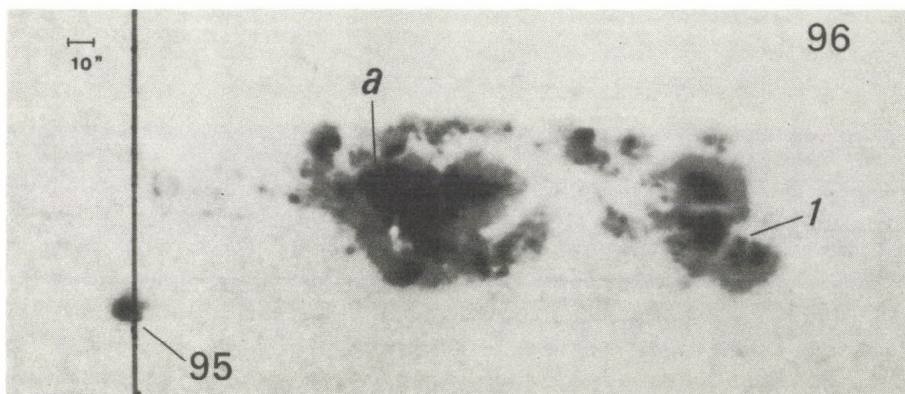


Figure 2. The sunspot group with the white light flare on July 4, 1974, at 13:56 UT.

(The heavy line shows the position of the geocentric N-S oriented spider-wire, which, in our case, also gives the heliographic north direction with an error of about  $-1.2^\circ$ . N top, E left.)

Figure 3. A detail of Figure 2 (enlarged 2.5 times). Under-exposed print showing the structure of the white light flare.

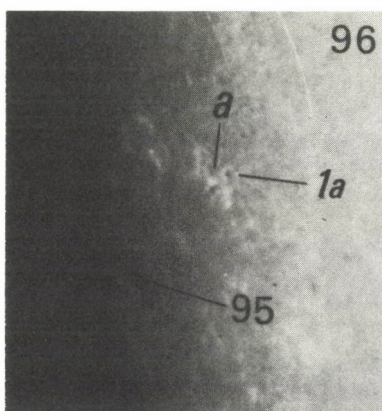
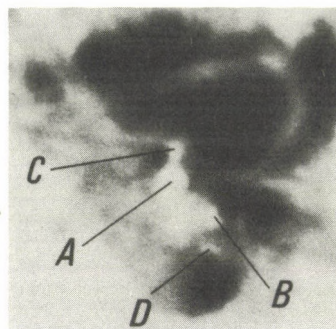
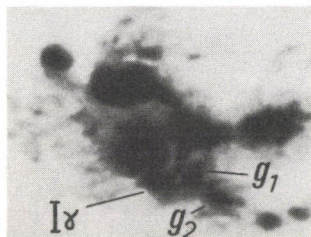


Figure 4. The first observation of the large sunspot group (96) shown in Figure 2, on June 28, 1974 at 11:09 UT.

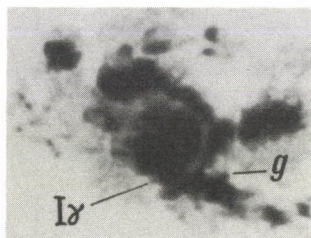
The tiny pair of spots (*a*, *1a*) is also to be seen in Figure 2 (marked by *a* and *1*). The nearby old stable single spot of group No. 95 is also visible in both Figures 2 and 4.



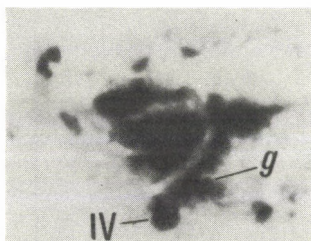


a./  
5:38 UT

*Figure 5.* The most active part of the spot group on July 3, 1974.

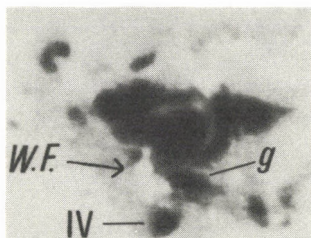


b./  
10:50 UT

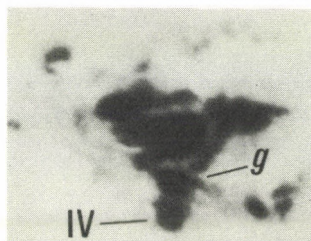


a./  
10:29 UT

*Figure 6.* The most active part of the spot group on July 4, 1974.



b./  
13:56 UT



c./  
14:56 UT

All photographs on this page are under-exposed prints of the original negatives. (The print b./ in Figure 6 was made from the same negative as both Figures 2 and 3.)

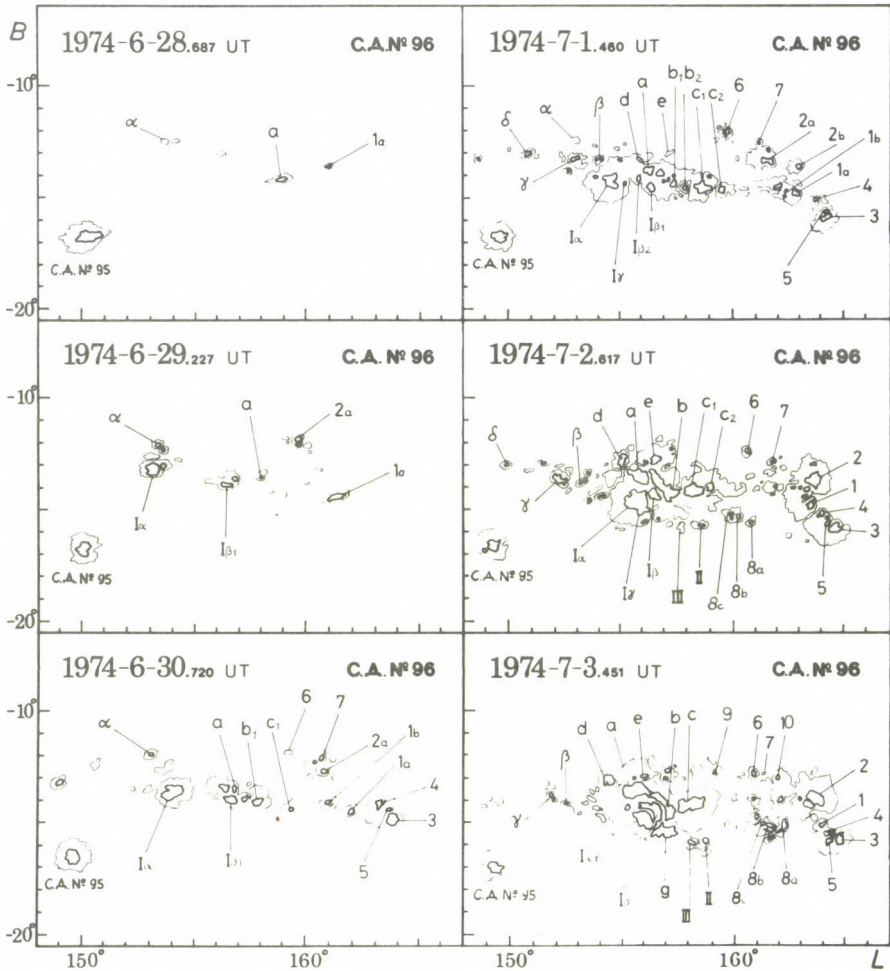


Figure 7a. Heliographic charts showing the development of the sunspot group from the 28th June to 3rd July inclusive.

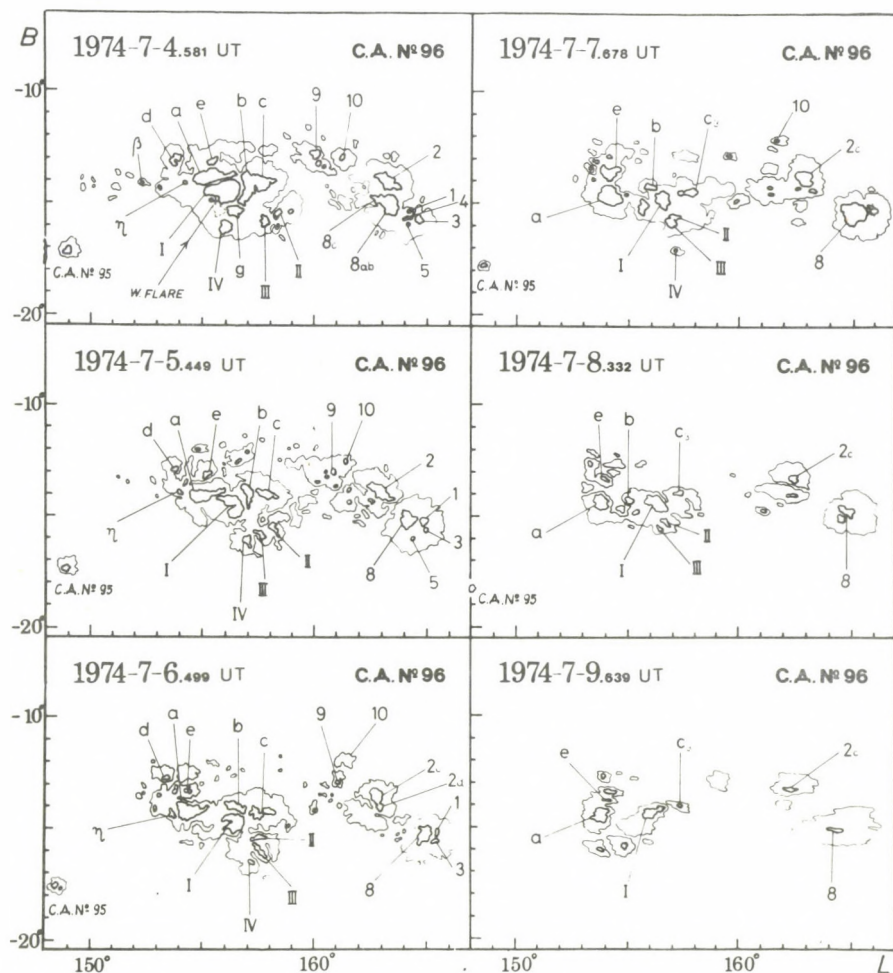


Figure 7b. Heliographic charts showing the development of the sunspot group from the 4th to 9th July inclusive.



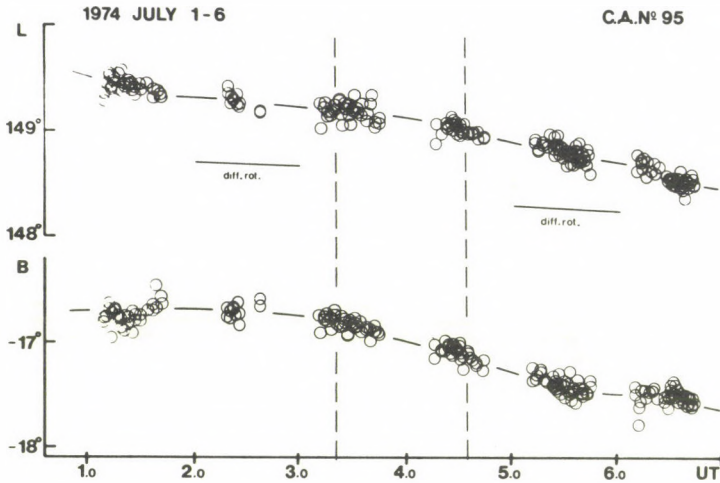


Figure 8. Heliographic coordinates (L,B) versus time of the slowly diminishing  $p$  spot of the sunspot group No.95 during its passage between 44E and 30W longitudes,

(This "group" consisted only of a single spot during its decaying phase i.e. in our observational period; cf Figures 4 and 7a, 7b.)

The linear velocity of the differential rotation indicated is much less than  $0.01 \text{ km s}^{-1}$ .

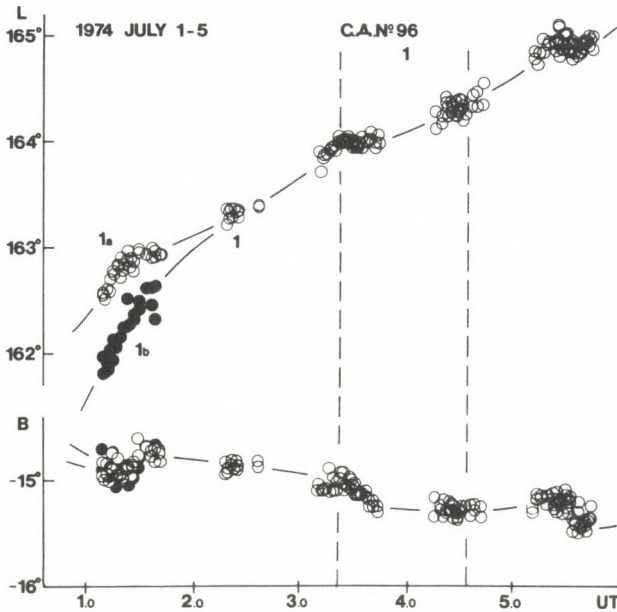


Figure 9. Heliographic coordinates (L,B) versus time relating to umbra 1 of sunspot group No.96.

The component 1a was the first umbra to appear of *p* polarity in the group, seen already on June 28 (cf Fig.4).

Since on July 1 the B coordinates of the converging umbrae 1a and 1b were almost the same, therefore, in the case of umbra 1b, not all values (black dots) are plotted. Similar cases are to be found in other Figures, too.

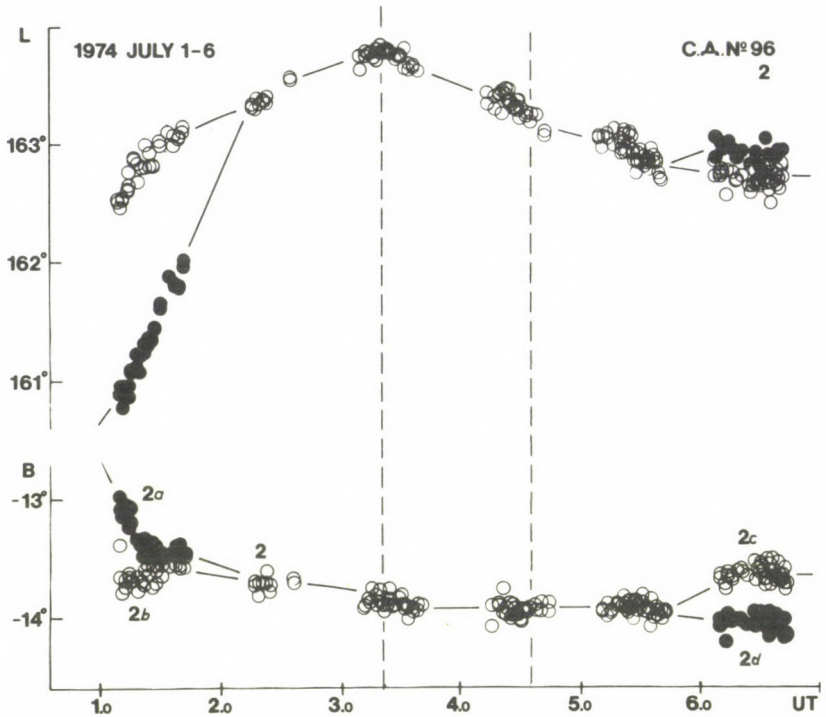


Figure 10. Heliographic coordinates (L,B) versus time for umbrae 2.

The short lines at umbrae 2a and 2c before the first plot and after the last plot, respectively, means that the spot existed already one day earlier or on the next day, too. If such a short line is missing it indicates that the umbra in question did not exist earlier (or later) or at least was not observable.

The two broken lines, perpendicular to the time axis, indicate those two major flares (approximately the maxima) which occurred during our daily observational periods.

Both of these remarks also refer to all other similar Figures.



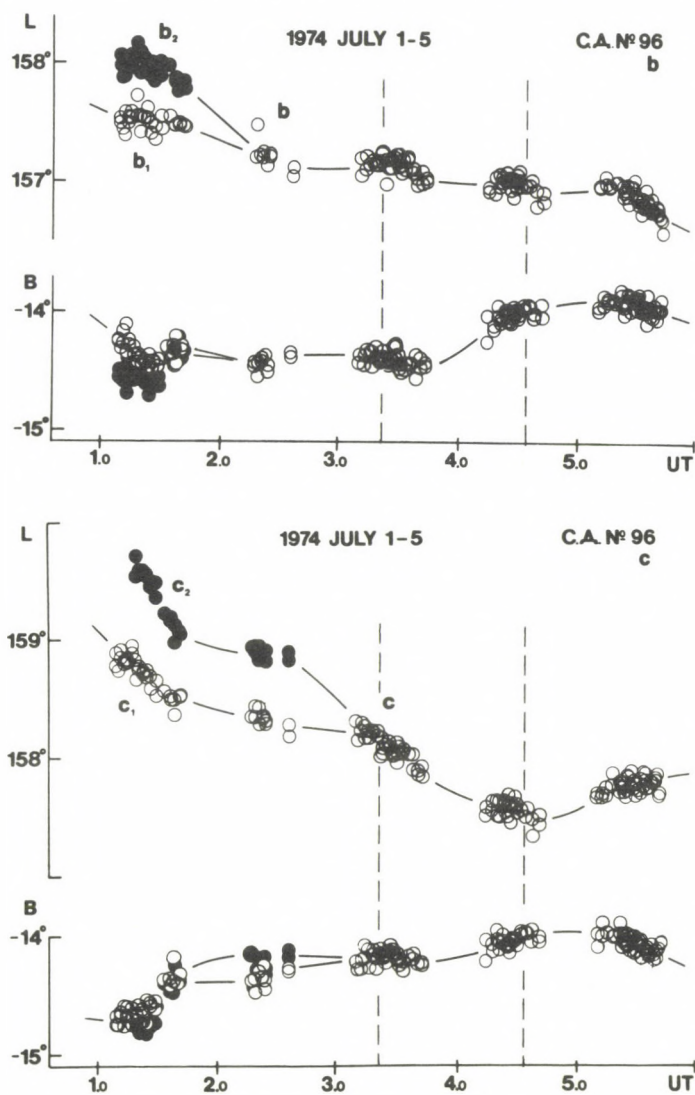


Figure 11. Heliographic coordinates (L,B) versus time relating to umbrae *b* and *c*.

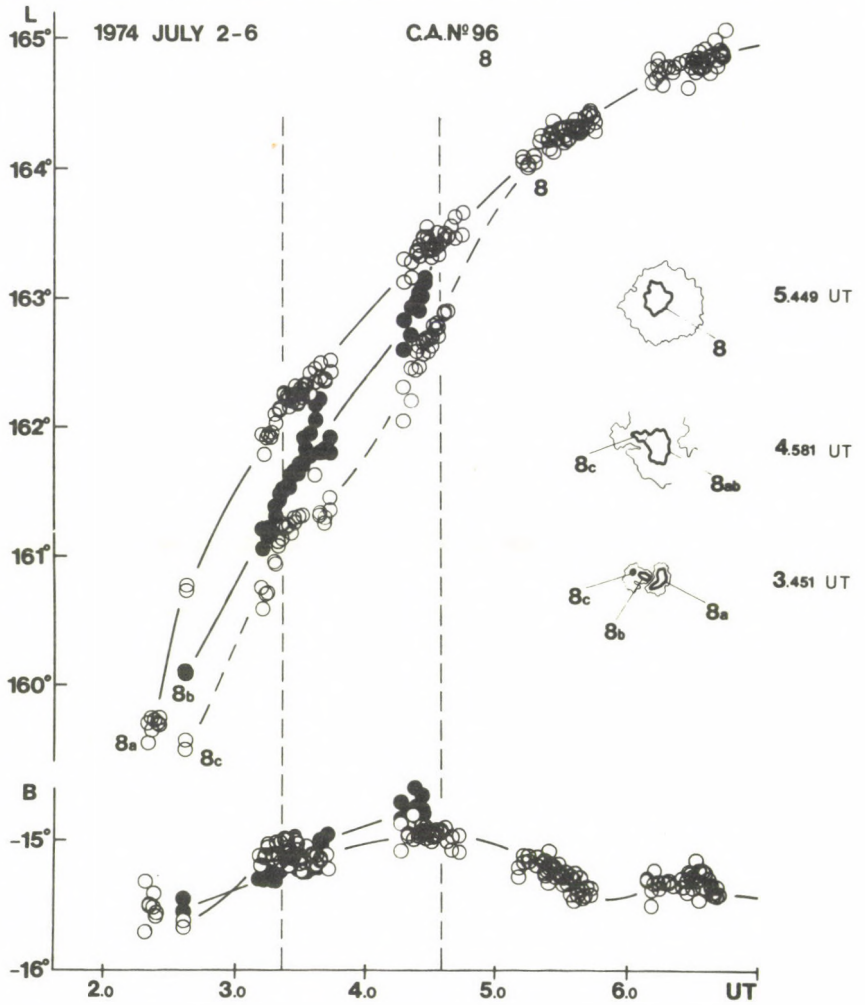


Figure 12. Heliographic coordinates (L,B) versus time for umbrae 8.

The umbrae 8a, 8b, 8c are merging through motion over three days, forming umbra 8. The relevant umbra contours of Figures 7a and 7b are inserted.

The B coordinates of umbra 8c are not plotted because they are almost the same as that of the umbra 8a.

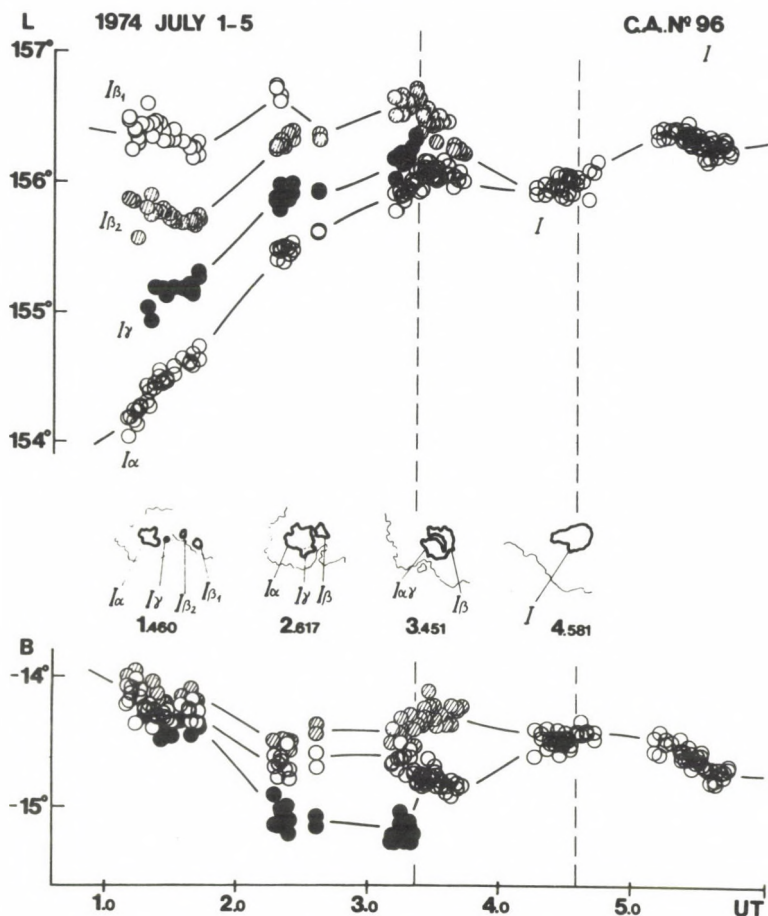


Figure 13. Heliographic coordinates (L,B) versus time for umbrae I.

The development of the largest umbra from  $I\alpha$  to  $I$  through motion by coalescence with umbrae  $I\beta_1$ ,  $I\beta_2$  and  $I\gamma$  (cf also Figures 7a,7b)

The pictures of the largest umbra and its immediate environment on July 3,451 UT and July 4,581 UT can be seen in the photographs of 10:50 UT and 13:56 UT in Figures 5 a./ and 6 b./, respectively.

The B coordinates of umbra  $I\beta_1$  are not plotted since they are almost the same as that of the umbra  $I\alpha$ .



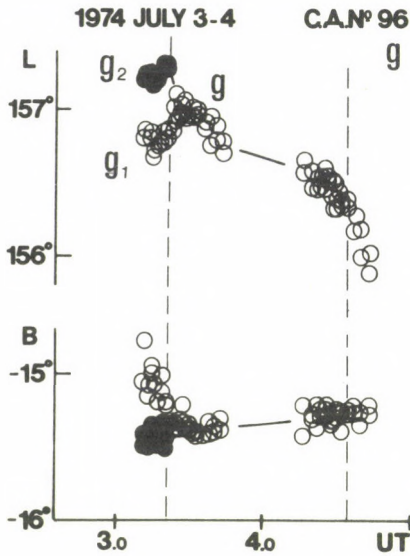
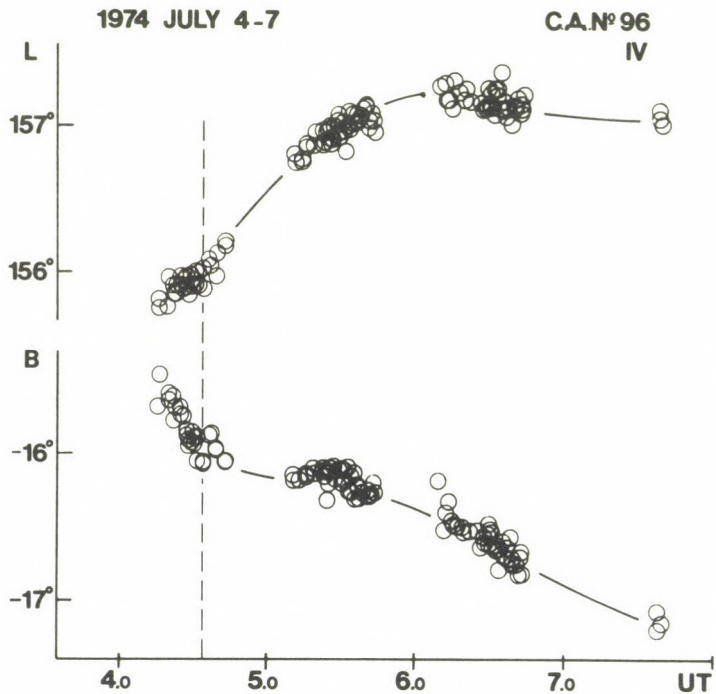


Figure 14. Heliographic coordinates (L,B) versus time relating to umbrae  $g$  and IV.

These umbrae and the largest umbra ( $I$ ) were in close vicinity to the white light flare.









EQUIDENSITOMETRIC PICTURES OF THE  
WHITE LIGHT FLARE REGION OF JULY 4, 1974

I. G U M A N

Heliophysical Observatory of the Hungaria Acad.Sci., Debrecen

ЭКВИДЕНЗИТОМЕТРИЧЕСКИЕ КАРТИНЫ  
ОБЛАСТИ БЕЛОЙ ВСПЫШКИ 4-ОГО ИЮЛЯ 1974 Г.

И. Г У М А Н

Гелиофизическая Обсерватория Венгерской АН, Дебрецен

One of the most effective method to exploit fully the immediate information content of a photograph is equidensitometry. For the evaluation of information which is represented by the photographic density a productive photographic technique, based on the Sabattier effect, has been developed by E.Lau and W.Krug {1} to obtain curves of isophotes. N.Richter and W.Högner were the first to apply this method - the photographic equidensitometry - in astronomy {2, 3}. This method is also suitable for example for flare analysis of photoheliograms (Falciani et al. {4}).

The most important data of a photograph is the density ( $S$ ) and its distribution function of right angled coordinates  $S=f(x,y)$ . Let us denote an adequate numerical value, by  $C_i$  then each  $S=f(x,y)=C_i$  curve represents a line of equal density.

A family of such curves ( $i=1,2,3,\dots,n$ ) forms an equidensitogram which reflects the density distribution of the original photograph with the desired details depending on the difference between  $C_{k-1}$  and  $C_k$  ( $k=2,3,\dots,n$ ).

Equidensitograms can be produced in various ways; one such way is through some series of positive and negative prints, taken alternately and with different exposure times for the prints. Each isophotal line can be calibrated to a chosen ( $C_1$ ) density.

If the distribution of areas of equal blackness has a complicated structure, like generally found in a sunspot group, then it is difficult to follow this on a black-white equidensitogram. In such a case a coloured equidensitometric picture can be put to use. In this procedure both the  $C_{k-1}$  negative and the  $C_k$  positive prints of hard-contrast with different exposures are combined to form one picture in which only the areas lying between the isophotes  $C_{k-1}$  and  $C_k$  are shown. Thus the photograph will be divided into parts of various density zones referring to densities between  $C_k$  and  $C_{k-1}$ . Each one of these  $n-1$  black-white negatives are then developed in different colours, and, by placing them carefully all ( $n-1$ ) together, a good idea of the structure of the original negative can be gained.

As an example of this equidensitometric colour method, pictures of the white light flare region of 4 July 1974 are shown in Figures 1 and 2. These colour equidensitograms are derived from 4 original photoheliograms obtained on July 4, 1974, by Zsuzsa Kiss. The times of observation as regards the pictures a, b, c and d in Figure 1 were 12:57 UT, 13:56 13:58 UT and 14:56 UT, respectively.

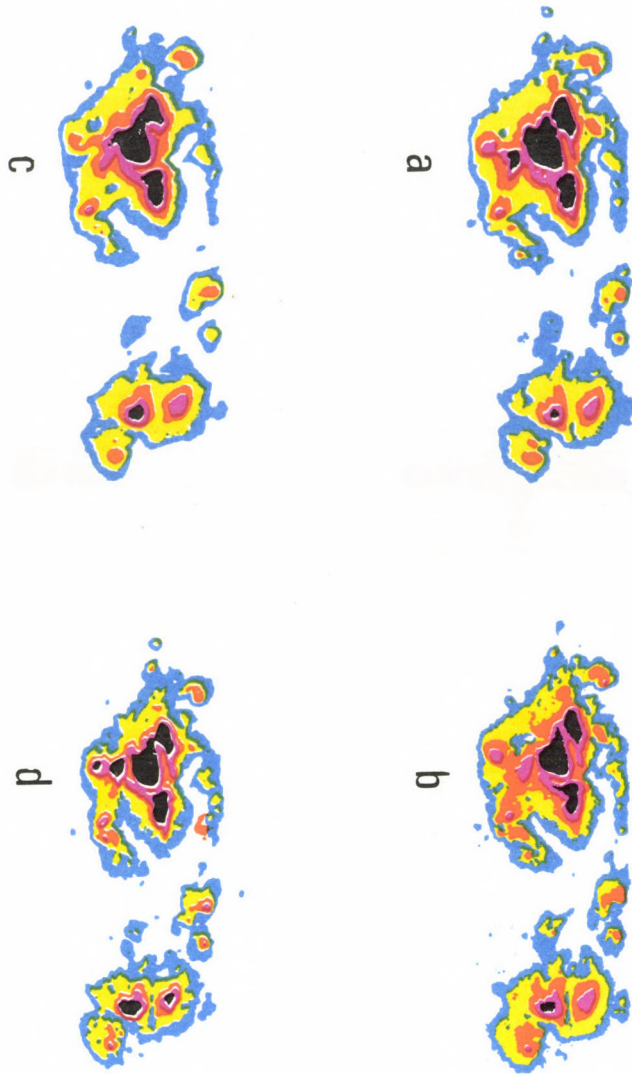
In Figure 2 the main part of the large sunspot group is shown at the time of the white light flare. This picture is based on the same original negative as picture b in Figure 1, as well as Figure 2, 3 and the picture b in Figure 6 in Kovács's paper {5}. A similar relation exists between picture d in Figure 1 and picture c in Figure 6 of {5}.

In Figure 1 this spot group is divided into 5 density zones, showing the changes within a period of 2 hours. In order to be able to see the structure of the spot group in more detail, 10 density zones are used in Figure 2. The colour equidensitograms make it evident that the intensity of the brightest parts of this white light flare was at least as high as that of the surrounding photosphere.

### R e f e r e n c e s

- {1} Lau,E., Krug,W.: 1957, *Die Äquidensitometrie*, (Akademie Verlag, Berlin)
- {2} Richter,N., Högner,W.: 1963, *Monatsber. D.Akad.Wiss. Berlin* (Heft 10) 603. =  
*Mitt. Obs. Tautenburg Nr.6.*
- {3} Richter,N., Högner,W.: 1963, *Astr. Nachr.* 287 (Heft 5/6)261=  
*Mitt. Obs. Tautenburg Nr.8.*
- {4} Falciani,R., Righini,A., Rigutti,M.: 1967, *Z.Astrophys.* 67, 481.
- {5} Kovács,Á.: the preceding paper in this Volume.



*Figure 1*

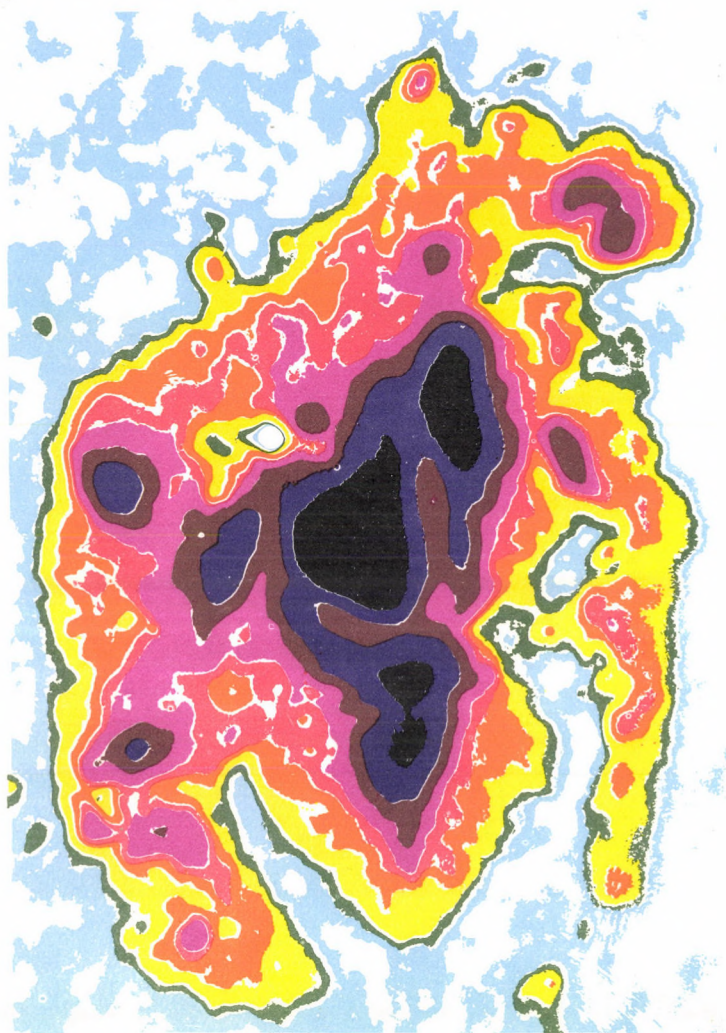


Figure 2





НАБЛЮДЕНИЯ РАЗВИТИЯ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ В СОЛНЕЧНЫХ АКТИВНЫХ  
ОБЛАСТЯХ В РАМКАХ ЦЕПИ МАГНИТОГРАФОВ КАПГ

К. П Ф Л Ю Г

Zentralinstitut für solar-terrestrische Physik, Akad.Wiss.DDR  
Sonnenobservatorium Einsteinurm, Potsdam

OBSERVATIONS OF MAGNETIC FIELD DEVELOPMENT IN SOLAR ACTIVE REGIONS  
WITHIN THE FRAME OF THE KAPG CHAIN OF MAGNETOGRAPHS

K. P F L U G

Central Institute for Solar-Terrestrial Physics, GDR Acad.Sci.  
Solar Observatory "Einsteinurm", Potsdam

Abstract:

*Magnetographic observations result in important information to our understanding of solar activity. For instance, the magnetic structure and development of a dissolving sunspot group has been compared with the development of the spot configuration and the appearance of solar flares; surprisingly the maximum of flare activity appeared in the last stages of the development of this active region.*

*The further work of chain of magnetographs is outlined, calling attention to coordinated complex observations including ground-based and extraterrestrial measurements.*

В рамках одной наблюдательной программы КАП' проводились с 74ого года координированные наблюдения магнитных полей Солнца при помощи фотоэлектрических магнитографов.

В совместной работе цепи магнитографов участвуют в Советском Союзе СибИЗМИР, ИЗМИРАН и Крымская астрофизическая обсерватория, в ЧССР Астрономический институт в Онджеёве и в ГДР Центральный институт солнечно-земной физики. Цель этой программы получение информации о свойствах магнитных полей в выбранных активных областях. При этом мы концентрируемся в совместной работе на два вопроса. Первый вопрос — структура и развитие магнитных полей в активных областях, для чего нам понадобятся магнитограммы, полученные по возможности в короткой последовательности времён. Второй вопрос — исследование поведения магнитного поля в одном выбранном месте большого пятна, из чего мы можем установить квазипериодические колебания магнитного поля в течение нескольких минут. Колебаниями занимается под руководством ИЗМИРАНА также в Потсдаме и в СибИЗМИРе.

В этой статье мы концентрируемся на наших наблюдениях структуры и развития магнитных полей, потому что эти наблюдения пригодны к сравнению с результатами других наблюдательных методов.

В первую очередь, представлены результаты от 1974ого года, кроме того я остановлюсь на некоторых замечаниях о дальнейшей работе цепи магнитографов.

Обработка наших наблюдений 74ого года концентрировалась на активную область, которая находилась в стадии распада и прежде всего наблюдалась в Онджеёве и в Потсдаме. Обработка проводилась совместно с коллегами в Онджеёве. Мы получили результаты о изменениях магнитных структур в течение нескольких часов и о связи магнитных параметров с другими явлениями солнечной активности, особенно с активностью вспышек.

К объяснению данных измерений магнитных структур на рис. 1 представлены 2 магнитограммы от 17 июня, полученные в непосредственном окружении пятна.

Сетка показывает гелиографические координаты на Солнце относительно центра пятна на расстоянии 2 градуса. Граница полутени пятна соответствует приблизительно кривой изоганса 200. В структурах магнитных полей больше 1000 гаусс виден ход светлого моста в пятне. В магнитограммах видны три области, которые в течение следующих шести часов сильно изменились: Во-первых на первой магнитограмме вокруг  $W 2^{\circ}$ ,  $N 3^{\circ}$  виден магнитный холм северной полярности и под холмом мост обратной полярности, который два часа назад не существовал. Во-вторых мы находим под пятном вокруг  $E 0^{\circ}$  до  $I 0^{\circ}$ ,  $S I^{\circ}$  до  $3^{\circ}$  только очень слабые поля южной полярности и в-третьих мы обратим внимание на положение магнитного холма  $E I^{\circ}9$  и  $S I^{\circ}5$ .

Вторая магнитограмма получена через шесть часов. Ссылаясь на изменения структур упомянутые выше мы устанавливаем следующее:

1. Вокруг  $W 2^{\circ}$ ,  $N 3^{\circ}$  до  $4^{\circ}$  большой магнитный холм почти совсем распался. 8 часов назад этот холм был связан с пятном. На этом месте возник магнитный холм обратной южной полярности до -80 гаусс. После меняется на 300 гаусс. Мост южной полярности вокруг  $W 0^{\circ}$  до  $4^{\circ}$  здесь проходит до восточной границы магнитограммы, если мы включаем южные поля меньше 20 гаусс.
2. К  $S$  от пятна в области  $E 0^{\circ}$ ,  $S I^{\circ}2$  возник также магнитный холм обратной южной полярности до -80 гаусс. Это означает изменения поля примерно на 250 гаусс. Немного на  $W$  на этом холме возникла структура в виде "языка" на  $S$  до  $2^{\circ}4$ . Создается впечатление, что возникла новая активность.
3. Магнитный холм вокруг  $E 0^{\circ}9$ ,  $S I^{\circ}8$  продвинулся в течение шести часов на 1 градус. Из этого можно установить скорость примерно равную 600 метров в секунду.

Обратим внимание на связь магнитных параметров с другими явлениями солнечной активности, особенно с активностью вспышек. Мы наблюдали нашу группу в течение восьми дней и получили ряд магнитограмм. С помощью рис. 2 можно объяснить самые важные результаты. Видна связь между фотосферными размерами пятен, площадью магнитного поля и H-альфа активностью вспышек. Для



изображения фотосферных размеров пятен в верхней части рис. 2 показаны отмеченные сплошной линией суммарная площадь пятен всей группы и прерывистой линией площадь наибольшего пятна. Данные взяты из "Солнечных Данных". В начале наших наблюдений пятно имело наибольший размер.

Здесь можно дополнить следующее о развитии пятна:

- 15ого июня в тени возник светлый мост,
- 17ого июня импульс активности происходил как в форме разрушения структуры полутени, так и в форме возникновения новых пор. 17ого июня - тот самый день, когда мы нашли изменения магнитной структуры в течение нескольких часов.
- Дальнейшее развитие пятна: между 18ым и 20ым июня происходил распад на два отдельных пятна и
- до 24ого июня, в конце нашего ряда, происходил распад всех пятен.

Поведение структур магнитного поля во всей активной области более сложно. В качестве величины развития магнитного поля вокруг пятна мы используем площадь магнитного поля больше 65 гаусс в окружении пятна. Это изображено в средней части рис. 2 и такую величину мы можем принимать за крупную меру для магнитного потока. Замечено, что минимум потока приходится на 18ое июня. В нижней части изображена H-альфа активность вспышек по Solar-Geophysical Data. На оси ординат представлен балл вспышки; слабые, средние или светлые вспышки отмечены соответственно точкой, кругом или двумя концентрическими кругами. Не подтвержденные слабые вспышки, которые наблюдались только одной станцией, отмечены штрихом над осью абсцисс. Видно, что активности вспышек до 17ого июня практически нет, с 18ого июня начинается активность вспышек совместно с уменьшением магнитного потока и началом разделения пятна. Дальше увеличивается активность вспышек до 23его июня.

Такие избранные результаты дают возможность ознакомиться с феноменологической обработкой магнитографических наблюдений. В первой интерпретации наблюдений можно констатировать как резюме следующее:

- 17ого июня возникла новая активность, которая вызвала на-

рушения как в видимых структурах пятен так и в фотосферных магнитных полях.

После одного дня таких нарушений отмечался минимум магнитного потока. Одновременно начался распад пятна и увеличилась активность вспышек, что в последней стадии развития пятна редкое явление. Солнечно-земные эффекты были заметны в течение следующих девяти дней.

Разрешите в последней части моего сообщения несколько коротких замечаний о дальнейшей работе цепи магнитографов.

Что касается дальнейшей обработки имеющихся в наличии наблюдательных данных мы обрабатываем обширную серию из 750го года, которая содержит развивающуюся группу пятен в ранней до средней стадии развития. У нас есть большой наблюдательный материал этой группы, который составлен из более пятидесяти магнитограмм всех обсерваторий цепи магнитографов. С этими наблюдениями мы можем достичь расширения во времени до одного часа.

Что касается планирование дальнейших совместных наблюдательных периодов мы должны принимать во внимание, что сочетание результатов различных методов дает более обширную информацию. Это очевидно и из предыдущей обработки наших магнитографических данных и по результатам многих работ этого симпозиума. Таким образом мы стараемся сочетать наблюдательные данные о структуре и развитии магнитных полей с результатами следующих наземных наблюдений:

1. Наблюдениями тонких структур на фотосферных снимках.
2. Измерениями максимальных магнитных полей в тени пятен фототрафическим или визуальным методом.
3. Измерениями собственных движений пятен.
4. Наблюдениями структур на хромосферных снимках и
5. Измерениями радиоизлучения Солнца.

Чтобы приблизиться к этой цели мы проводим в этом году нашу наблюдательную программу совместно с программой д-ра Степанян о возникновении активных областей.

Однако, я полагаю, мы должны в будущем также координировать наши наземные наблюдательные периоды по возможности с

внеземными солнечными экспериментами. Таким образом, мы должны получить как в КАПГ так в ИНТЕРКОСМОСе более обширную информацию.

#### Л и т е р а т у р а

{1} Пфлюг, К.: 1976, *Физика солнечных пятен*, труды VIII

Консультативного совещания АН социалистических стран по физике Солнца, 161.



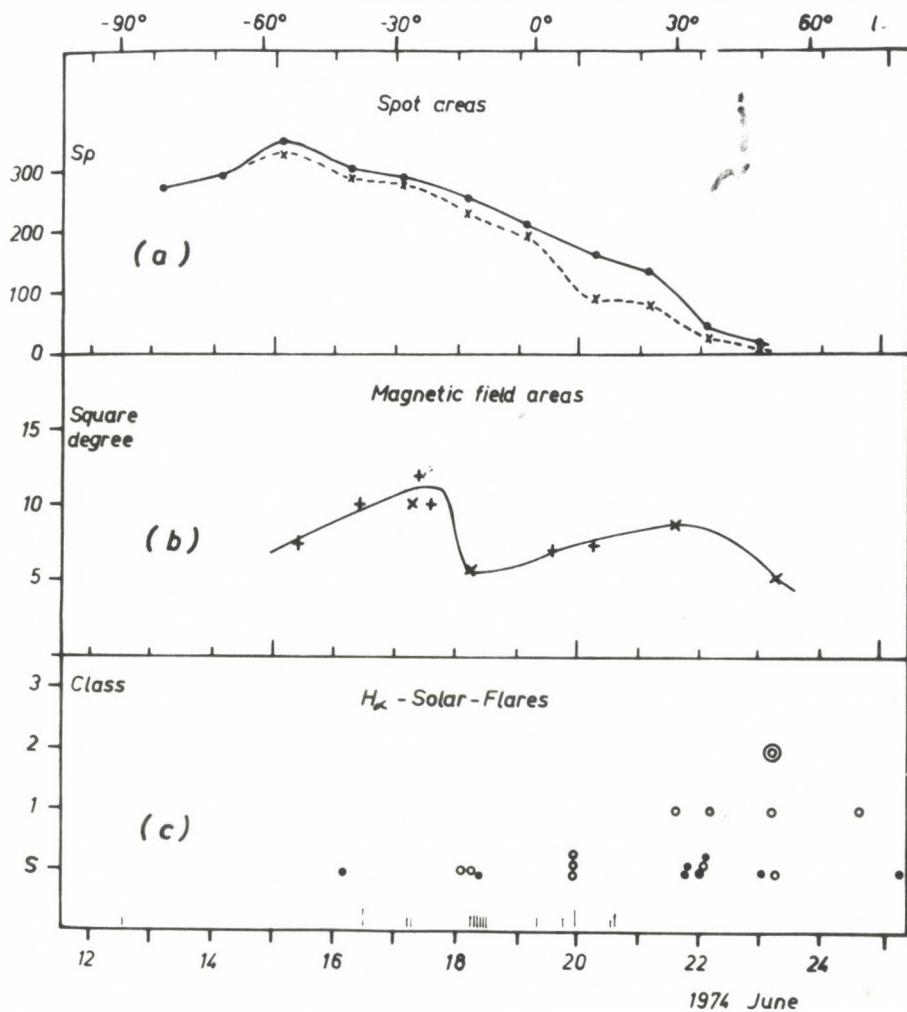


Рис. 2. Развитие различных параметров в активной области (Солнечные Данные № 90, 1974):

- (a) площадь (фотосферные размеры) всех пятен (сплошная линия) и самого большого пятна (штриховая линия)
- (b) площадь магнитного поля больше 65 гаусс и
- (c) H-альфа активность (балл) вспышек.

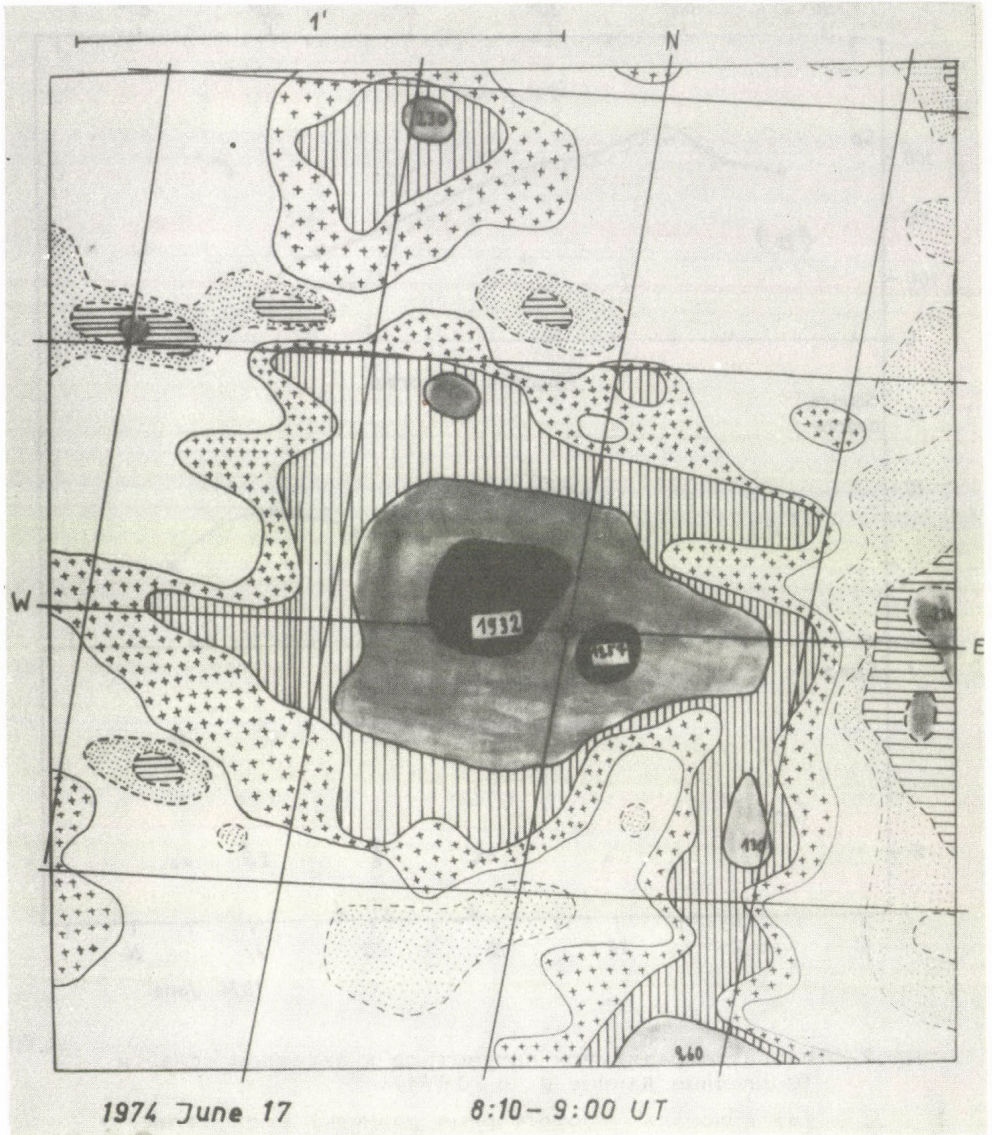
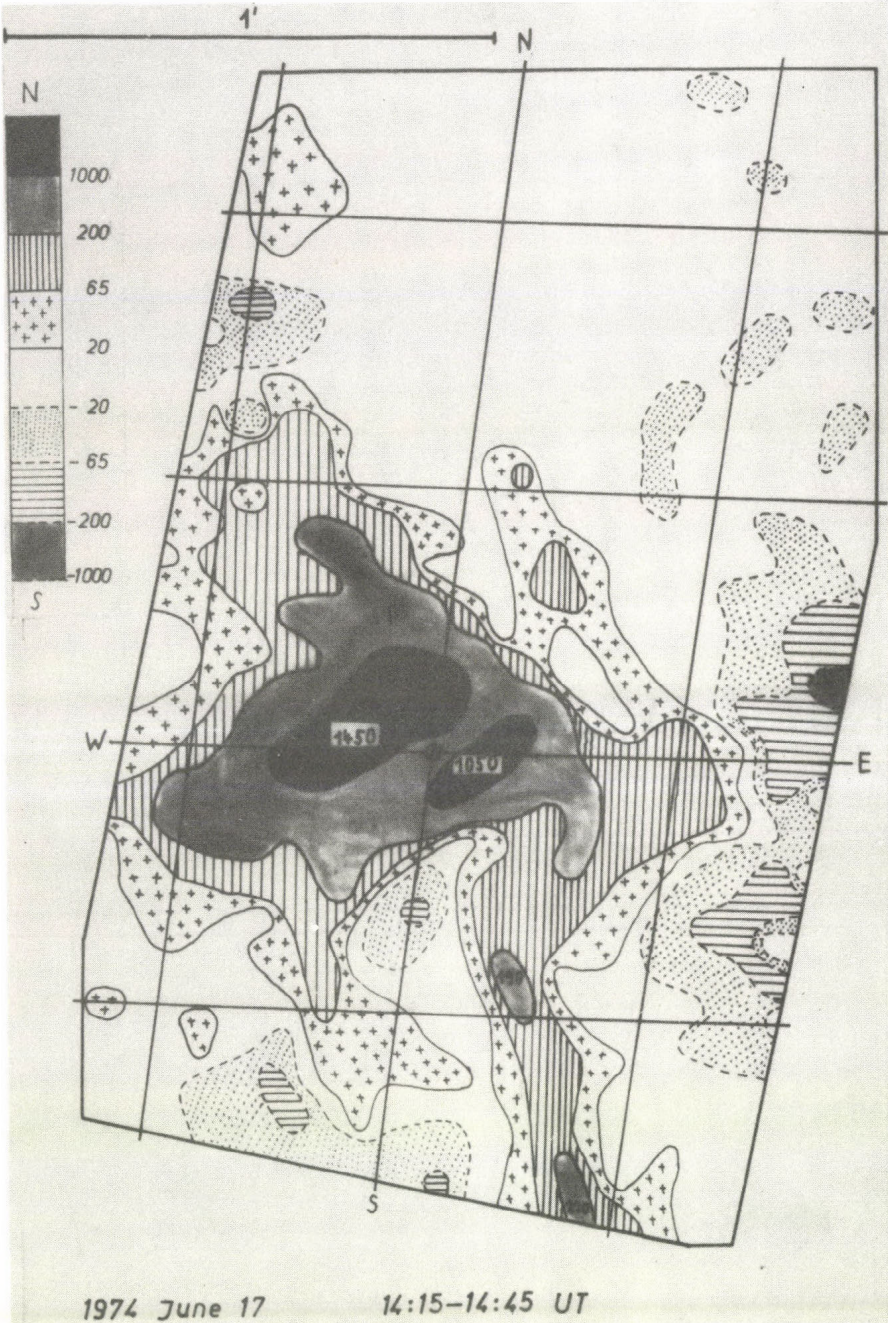


Рис.1. Магнитограммы от 17ого июня 1974ого года, полученные в окружении пятна. Представлены кривые изогаусса от  $\pm 20$ ,  $\pm 65$ ,  $\pm 200$  и  $\pm 1000$  гаусс, характеризующие площади, показанные на крайней первой магнитограмме. Сетка гелиографических координат имеет широту петли  $2^\circ \times 2^\circ$ .









АЭРОНОМИЧЕСКИЕ РЕЗУЛЬТАТЫ, ПОЛУЧЕННЫЕ  
ИЗ АБСОРБЦИОННО-СПЕКТРОСКОПИЧЕСКИХ ИЗМЕРЕНИЙ  
СПУТНИКОВ "ИНТЕРКОСМОС"

Г. З О Н Н Е М А Н Н, Р. К Н У Т, Д. Ф Е Л Ь С К Е,  
Л. М А Р Т И Н И, Б. Ш Т А Р К  
Institut für Elektronik, Akad.Wiss.DDR, Berlin

AERONOMIC RESULTS FROM THE ABSORPTION-SPECTROSCOPIC  
MEASUREMENTS OF THE INTERCOSMOS-SATELLITES

G. S O N N E M A N N, R. K N U T, D. F E L S K E,  
L. M A R T I N I, B. S T A R K  
Institute of Electronics, GDR Acad.Sci.,Berlin

Abstract:

*Occultation measurements in Ly- $\alpha$  range during sunset have been carried out in the satellites IK-1, -4, -7 and -11. At altitudes above about 110 km the measured Ly- $\alpha$  absorption is frequently extraordinarily enhanced, this can be explained only by the presence of an additional Ly- $\alpha$  absorbing constituent in the thermosphere.*

*Assuming diffusive equilibrium in the thermosphere we calculated from simultaneous occultation measurements in Ly- $\alpha$  and Schumann-Runge range on board of IK-11 a molecular weight of this unknown constituent of about 17. By comparing all known gases with high absorption cross-section for Ly- $\alpha$  we found water vapor to be the most probable candidate. If we combine the results from the above mentioned IK-satellites with similar Ly- $\alpha$  measurements in satellite SOLRAD-10 we find a strong variability of this additional Ly- $\alpha$  absorber and a general density maximum during winter. As both these features seem to be related to corresponding ionospheric plasma variations during the D-region winter anomaly, the further investigation of such coupling phenomena between neutral gas and plasma in the lower thermosphere might contribute to a better understanding of this height region.*

Мы хотели бы сообщить некоторые результаты, полученные в ГДР при исследовании физики верхней атмосферы с помощью измерений солнечного излучения на спутниках ИК-I, 4, 7, II и I6, а также Солрад-I0. До захода спутника в тень Земли с помощью метода абсорбционной спектроскопии измеряется уменьшающееся солнечное излучение в различных диапазонах длин волн. На основе этих профилей интенсивности по времени можно рассчитать профили плотности нейтральных газов поглощающих составляющих над высотой касательного падения.

Например, на основе измерений в кварц-ультрафиолетовом диапазоне получают профили озона на высоте примерно 45 и 90 км, на основе измерений Лайман- $\alpha$  получают высотные профили молекулярного кислорода на высотах от 75 до 170 км, на основе измерений Шуманн-Рунге получают также профили  $O_2$ , а на высотах 120 до 220 км. Мы здесь ограничимся только интерпретацией измерений Лайман- $\alpha$  и Шуманн-Рунге, так как мы считаем, что на высотах от 90 до 200 км получены наиболее интересные результаты. Для расчёта плотностей газов применяется закон Бера-Ламберта, который охватывает в качестве решающей измерительной величины только отношение между уменьшенной и неуменьшенной интенсивностями излучения. В связи с этим нет никакой необходимости провести абсолютные измерения солнечного излучения. Основные проблемы методики заключаются в точном знании орбиты спутника, в довольно большом расширении солнечного диска на высоте касательного падения, в одновременном воздействии некоторых абсорберов, а также в довольно сложных вариациях эффективных сечений абсорбции. Чтобы видимый диаметр солнечного диска был меньше 25 - 30 км, высота полёта спутника должна быть ниже 600 км. В диапазонах рентгеновского излучения наблюдаются сильные зависимости сечения поглощения от состава атмосферы и от температуры эксосферы.

Рисунок I показывает зависимость Ly- $\alpha$  от глубины проникновения и температуры Солнца. Это означает, что для эффективного сечения абсорбции необходимо проводить очень сложные расчёты, нельзя просто исходить из постоянной табличной



величины. В модели высоты шкалы необходимо учитывать не только её величину в области касательного падения, но и необходимо проинтегрировать её, на большом участке излучения. Рисунок 2 показывает примеры экспериментально полученных абсорбционных кривых  $Ly-\alpha$  в летние и зимние периоды. Очевидно, абсорбция зимой начинается на больших высотах, чем летом и ведёт себя совсем не так, как можно было бы ожидать согласно модели. Это явление, которое мы называем " $Ly-\alpha$  -абсорбционной аномалией", стоит обсуждать в первую очередь, ведь оно до сих пор не известно в физике термосферы. Рисунок 3 показывает 3 профиля  $O_2$  в зимний период и один профиль в летний период. Эти профили были рассчитаны на основе абсорбционной кривой прошедшего рисунка. Вероятно, что летний профиль находится в соответствии с моделью CIRA, а зимние профили имеют наклонение в соответствии с моделью CIRA только на высоте ниже 110 км.

Выше 110 км измеряемую абсорбцию ни в коем случае нельзя интерпретировать только одним  $O_2$ , так как получаемые видимые плотности в этом случае совершенно невозможны.

Рисунок 4 показывает ещё раз зимние профили. Из него видно, что последовательные измерения плотности одного дня хорошо согласуются, однако, возникают сильные суточные вариации. Так как мы предполагаем, что наши профили ниже 110 км действительно показывают настоящую плотность  $O_2$ , мы подготовили сечения на высотах 105 и 95 км, которые представлены на рисунке 5. Из них видны как сильные нерегулярные краткопериодические, так и длиннопериодические спокойные вариации плотности, которые не имеют отношения к солнечноземным параметрам.

Сравнение наших результатов с результатами спутника "Aeronomy-Explorer-c" даёт достаточно хорошее согласие по амплитуде нерегулярных вариаций  $O_2$ . Из этого можно сделать вывод, что верхняя атмосфера, по-видимому, имеет сильно выраженную собственную динамику, которая не охватывается существующими до сих пор статическими моделями атмосферы. Обратим внимание на рисунок 6, который показывает абсорбци-

онную аномалию  $\text{Ly-}\alpha$  на высотах выше 110 км. Эти пять отдельных измерений отлично совпадают, но все ярко показывают невыясненный разрыв плотности по сравнению с  $\text{O}_2$  - моделью CIRA на высотах более 110 км. Так как нельзя считаться с  $\text{O}_2$  в качестве единственного абсорбера для излучения Лайман- $\alpha$ , мы вынуждены искать новые верхнеатмосферные газы большого эффективного сечения  $\sigma$  для  $\text{Ly-}\alpha$ . Имеются в виду  $\text{O}_3$ ,  $\text{NO}$ ,  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CH}_4$  и  $\text{H}$ , которые по сравнению с  $\text{O}_2$  имеют существенно большие величины  $\sigma$ . Если мы пытаемся объяснить измеренную аномалию на основе  $\text{NO}$ , то мы получаем плотности, в 40 раз превышающие плотности существующих моделей. В связи с этим, наличие такого газа по крайней мере не вероятно. Ещё более невероятные плотности будут получены для  $\text{O}_3$ ,  $\text{CH}_4$  и  $\text{H}$ . Но, если интерпретировать аномалию наличием водяного пара в термосфере, то получается кривая, обозначенная буквой  $x$  на рисунке 7. Хотя эти плотности на 3 порядка превышают теоретические модели, они достаточно хорошо согласуются с некоторыми экспериментальными измерениями. Исходя из этого, мы считаем, что "первым кандидатом" для неизвестного  $\text{Ly-}\alpha$  -абсорбера является термосферический водяной пар довольно большой плотности. Дополнительный  $\text{Ly-}\alpha$  -абсорбер главным образом возникает зимой и кажется, что летом он отсутствует или реже наблюдается.

Из сравнения наших измерений с одним измерением дифракционного спектра на французском спутнике D2 В, показывающее также повышенное поглощение  $\text{Ly-}\alpha$  на высоте выше 110 км следует, что дополнительная  $\text{Ly-}\alpha$  -абсорбция выше 110 км является реальным эффектом в зимний период и не вызывается измерительными ионизационными камерами, которые мы применяем.

Конечно, очень сомнительным является тот метод, согласно которому проводится количественный расчёт плотности газов двух независимых друг от друга абсорберов на основе абсорбционного измерения только одной длины волн. На спутнике ИК-II мы, к счастью, в одном случае смогли синхронно измерить абсорбцию в области  $\text{Ly-}\alpha$  и Шуманн-Рунге, который может поглощаться только  $\text{O}_2$ . И действительно, рассчитанный на



основе абсорбции Шуманн-Рунге профиль  $O_2$  очень хорошо согласуется с соответствующей моделью в то время, как из измеренной  $Ly-\alpha$ -абсорбции выше 110 км вытекают невозможно высокие плотности  $O_2$ . Последовательно проведенный расчёт дополнительного  $Ly-\alpha$ -абсорбера на основе этой разности приводит к появлению газовых плотностей  $NO$  и  $H_2O$ , указанным слева на рисунке 8. В данном случае оказалось, что величина  $NO$  примерно в 15 раз больше чем все величины модели.

Из профиля  $O_2$  на основе Шуманн-Рунге-абсорбции была рассчитана температура для этого диапазона высот, причём на высотах более чем 140 км наблюдается повышение температуры примерно на  $100^\circ K$  по сравнению с температурой модели (рис. 9). Как можно было ожидать, дополнительный  $Ly-\alpha$ -абсорбер таким образом также играет существенную роль в энергетическом балансе термосферы.

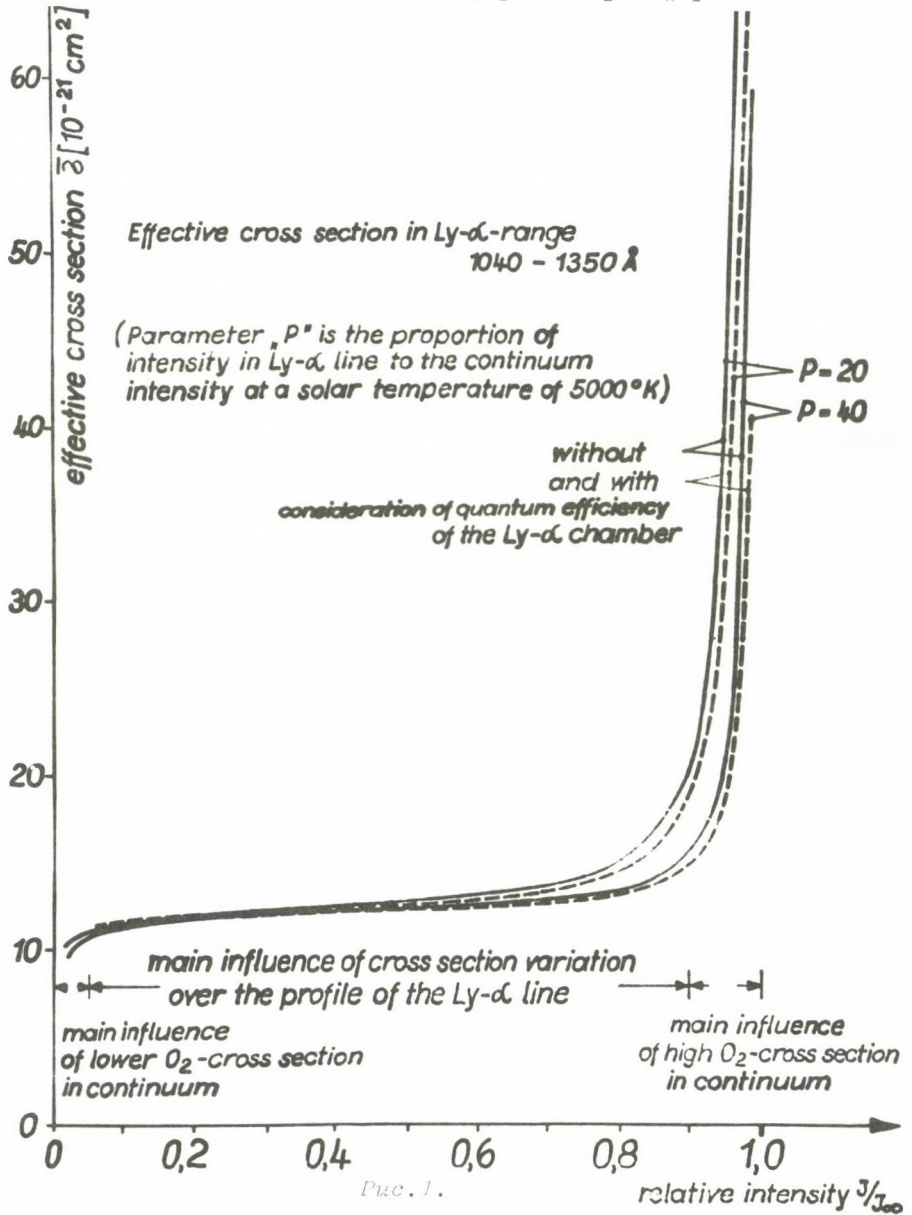
Исходя из возрастания профилей для неизвестного абсорбера при использовании рассчитанной температуры можно рассчитать средний молекулярный вес в примерно 17, что также говорит в пользу  $H_2O$  ( $m = 18$ ).

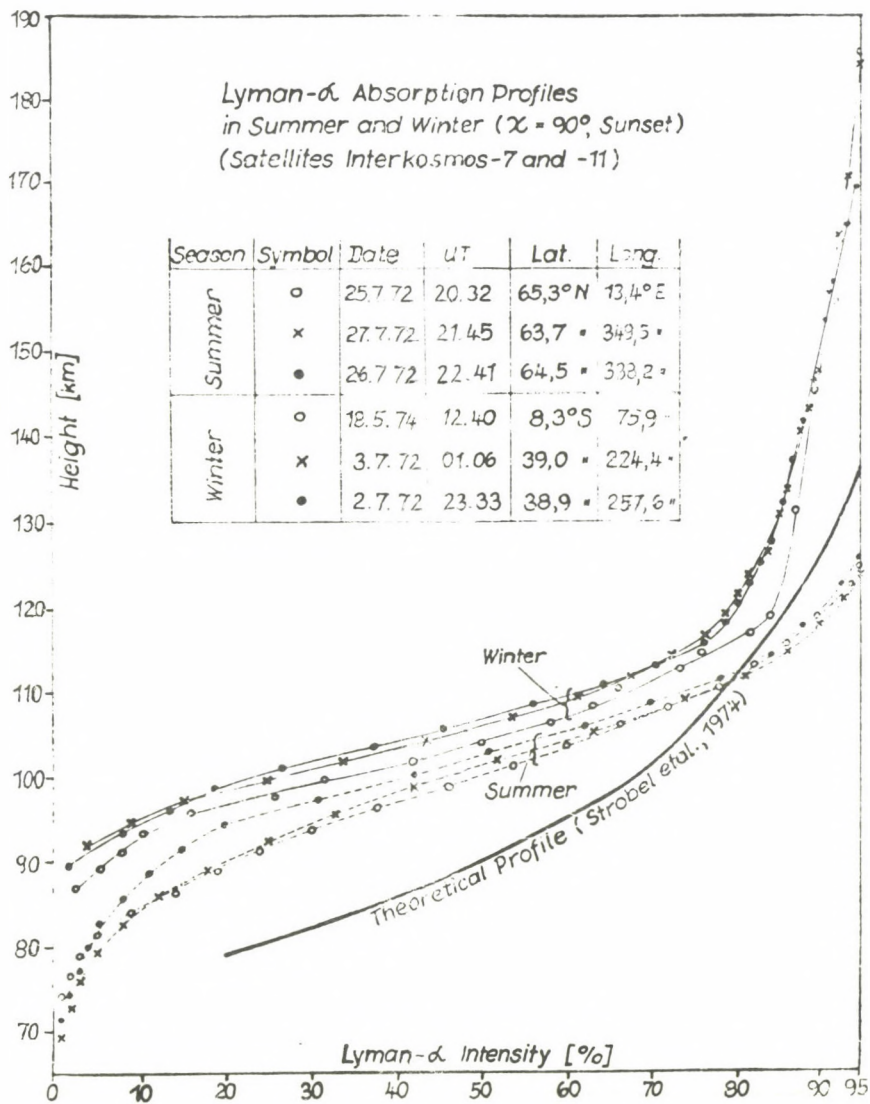
На последнем рисунке представлены величины 94 измерений на спутниках ИК и 98 измерений на спутнике "Солрад-10", причём в качестве меры для  $Ly-\alpha$ -абсорбционной аномалии применялась разность высот между абсорбционными величинами 90% и 50%. Внутренний круг показывает, какая разность высот вытекла бы только из модели  $O_2$  - CIRA. Измеряемые нами пункты показывают сильную изменчивость дополнительного  $Ly-\alpha$ -абсорбера. Однако, рассчитанная средняя кривая ясно показывала, что он появляется преимущественно зимой. Измерения на спутнике "Солрад" показывают, что этот абсорбер в некоторой степени существует и летом, причём все эти измерения были проведены на более высоких географических широтах.

В заключении мы хотим сказать, что мы считаем, что наличие эффективного дополнительного  $Ly-\alpha$ -абсорбера в зимней термосфере, который до сих пор ни в одной атмосферной модели не содержался, должно существенно повлиять как на физику нейтрального газа, так и на ионизационные процессы в области D.



Таким образом представляется возможным совершенно по новому рассмотреть и интерпретировать многие неясные до сих пор явления в глубокой зимней ионосфере и термосфере.





Puc. 2.

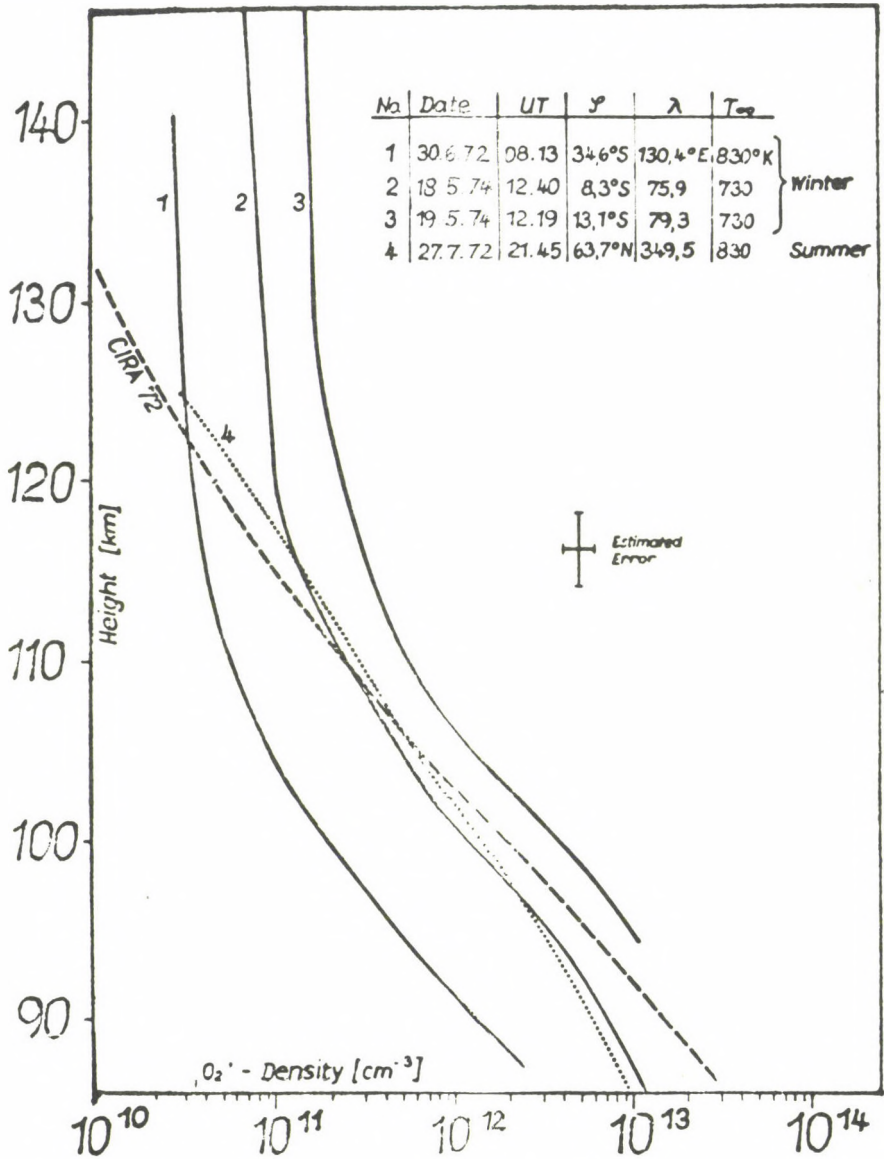


Рис. 3.



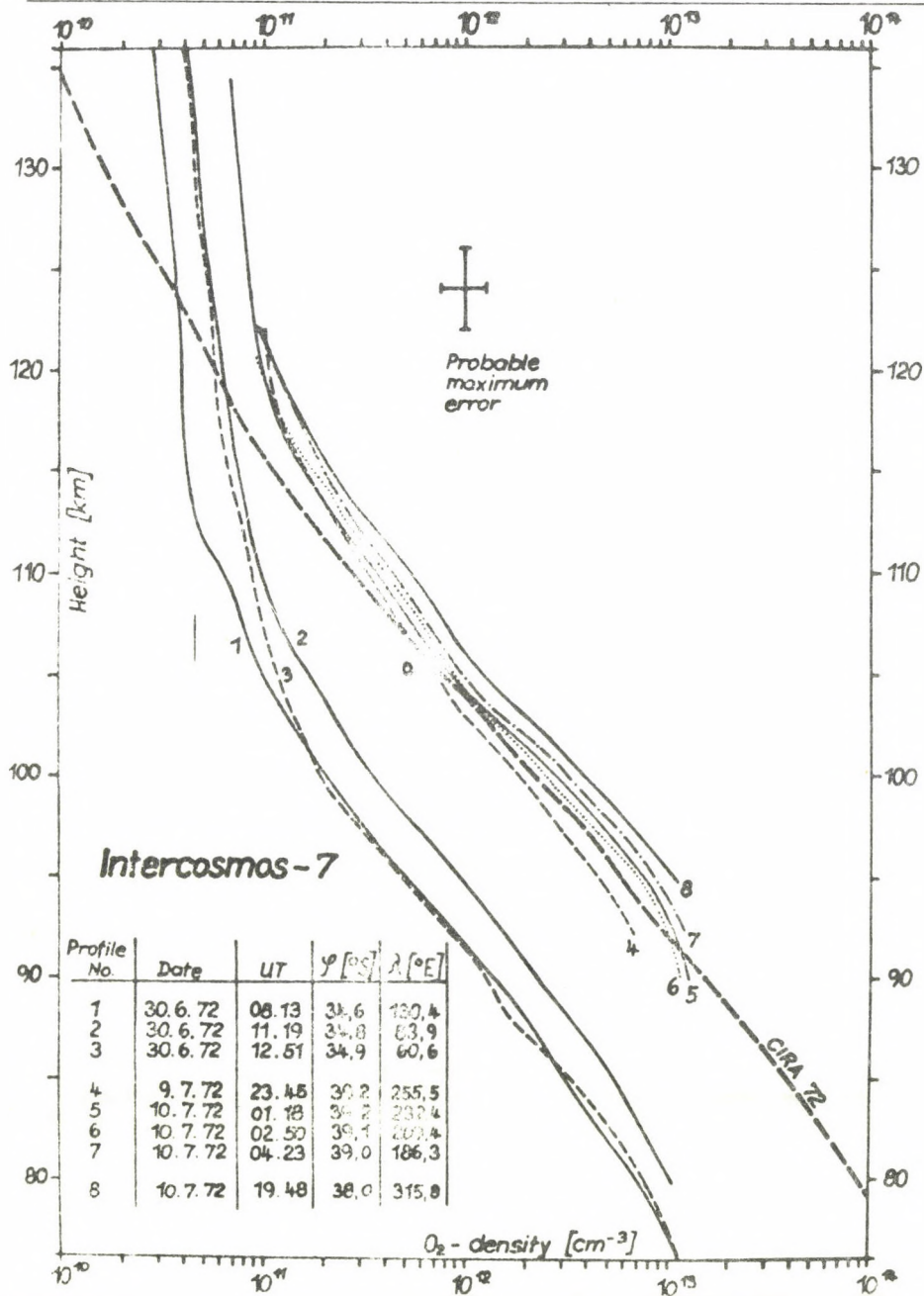
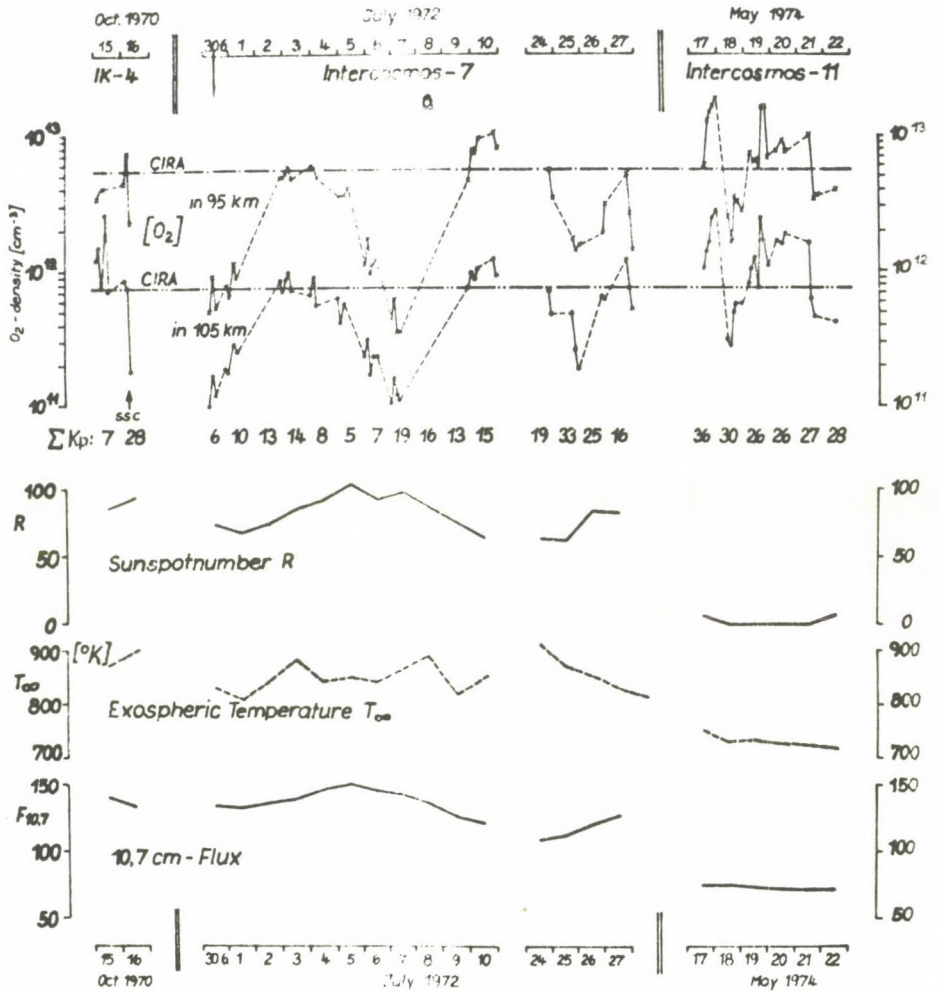


Рис. 4.



$O_2$ -density variations in 95 and 105 km deduced from Lyman- $\alpha$  observations in 3 Intercosmos-satellites in comparison with some geophysical parameters.

Рис. 5.

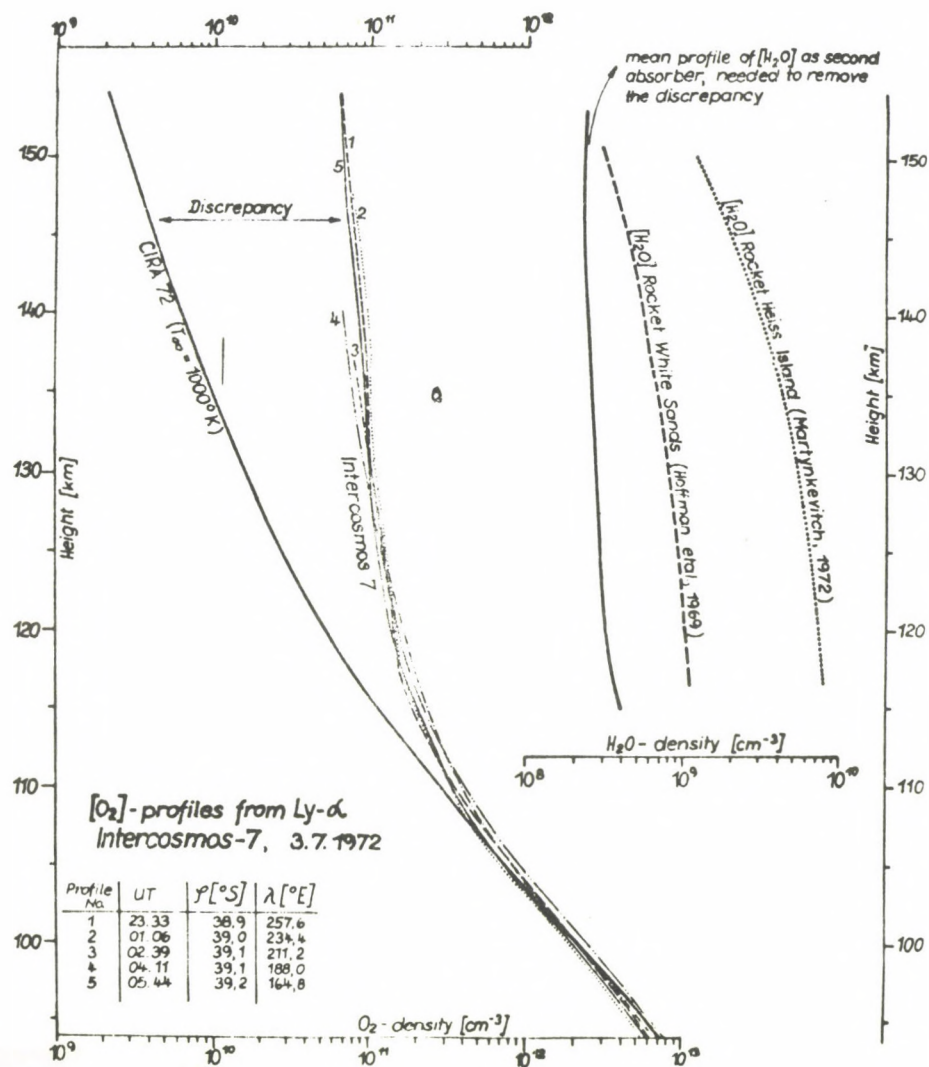
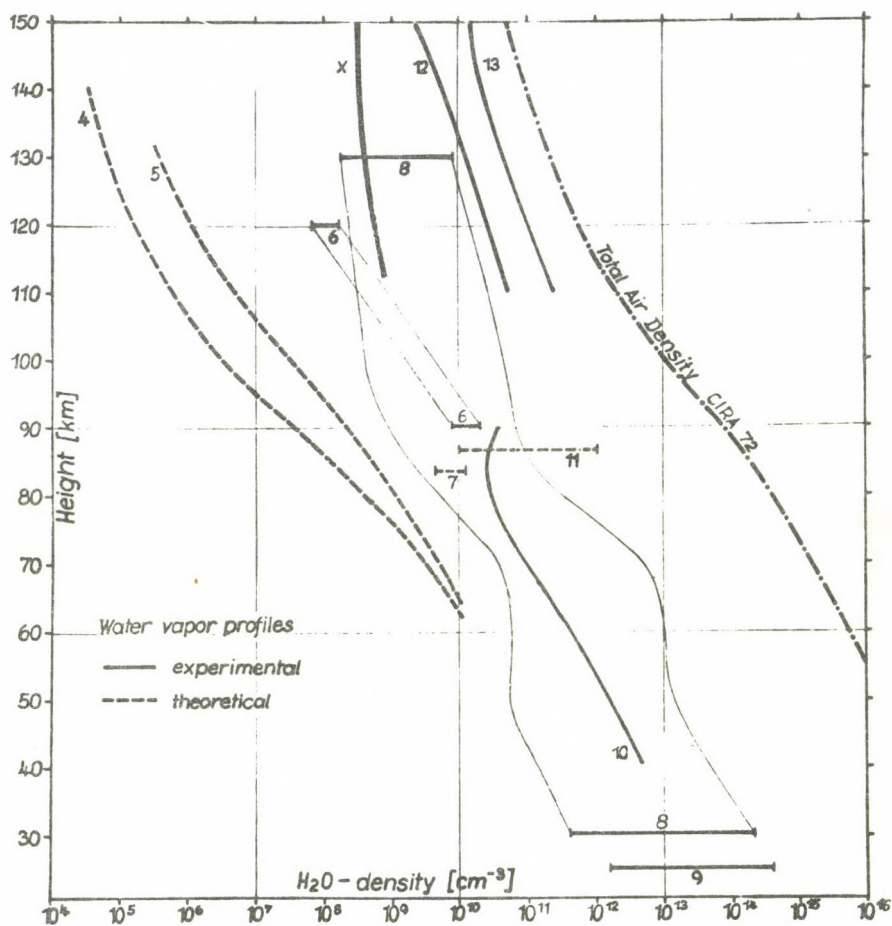


Рис. 6.





- 4: Liu, Donahue, 1974  
 5: Fukuyama, 1974  
 6: Chubb et al., 1958 (Rocket, Ly- $\alpha$ , Wh. Sands)  
 7: Anderson, Donahue, 1974  
 8: Sonntag, 1974  
 9: Gutnick, 1961  
 10: Fedinski, Yushkov, 1975 (Rocket, Wolgograd)  
 11: Martynkevich, 1974  
 12: Martynkevich, Byuro, 1973 (Rocket, Heiss Isl.)  
 13: Martynkevich, 1972 (Rocket, Heiss Isl.)  
 x: This work (Sat., Ly- $\alpha$  occultation, if Ly- $\alpha$  abs. is due to  $H_2O$ )

Рис. 7.

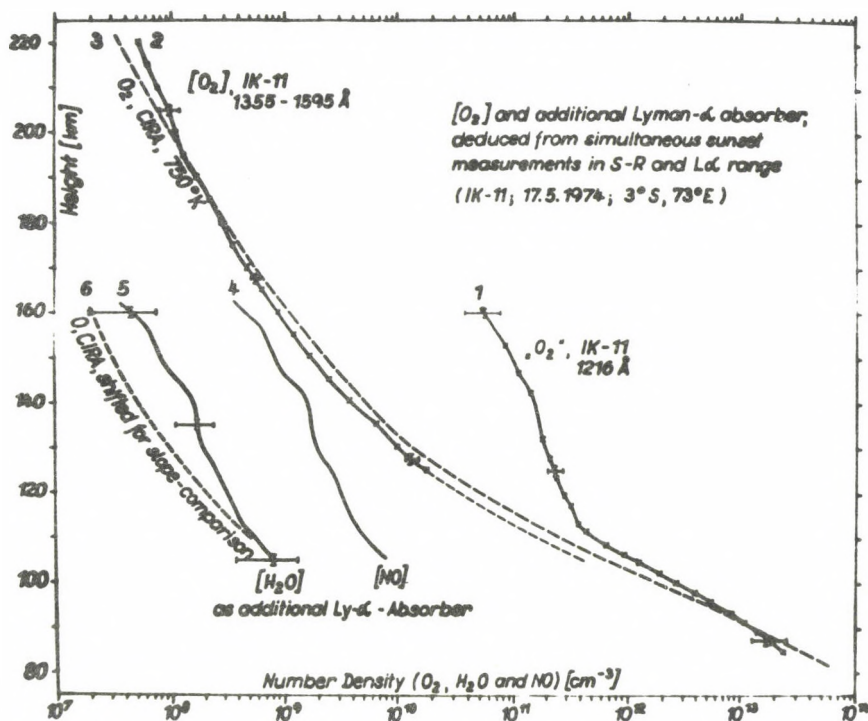
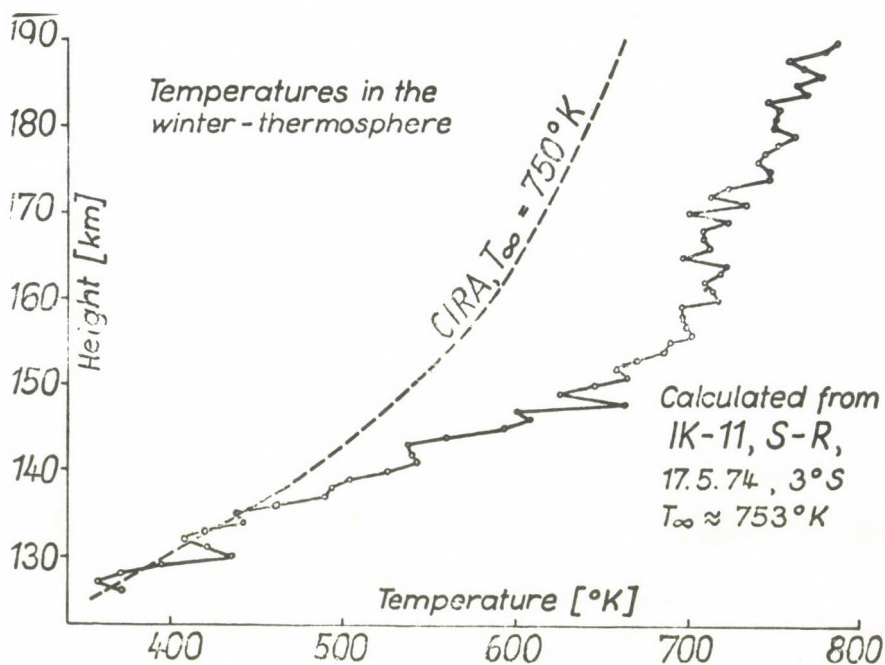
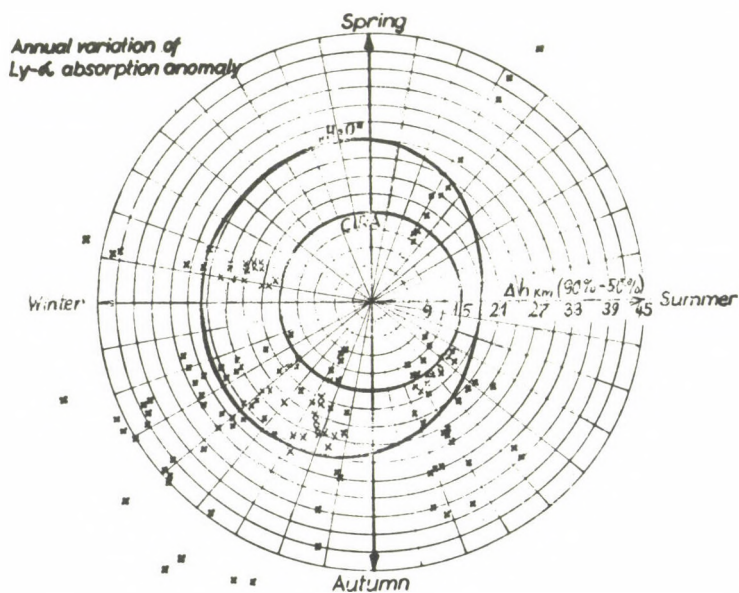


Fig. 8.



Puc. 9.





ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПЛОТНОСТИ  $O_2$  С БОРТА РАКЕТЫ "ВЕРТИКАЛЬ-4" И  
ТЕПЛОВАЯ ЭНЕРГИЯ В НИЖНЕЙ ТЕРМОСФЕРЕ

Б. ШТАРК, Л. МАРТИНИ, Б. ТРИНККЕЛЛЕР  
Institut für Elektronik, Akad.Wiss.DDR, Berlin

DETERMINATION OF THE  $O_2$  CONCENTRATION  
FROM THE "VERTICAL-4" ROCKET MEASUREMENTS  
AND THE THERMAL ENERGY IN THE LOWER THERMOSPHERE

B. STARK, L. MARTINI, B. TRINKKELLER  
Institute of Electronics, GDR Acad.Sci., Berlin

Abstract:

*The solar radiation and the absorption in the spectral range between 1350 and 1560 Å was measured by a spectral photometer on board the rocket "Vertical-4". The density of the molecular oxygen in the altitude range between 110 and 150 km was determined from the absorption of radiation. The temperature profile and heating rates in the lower thermosphere were calculated from these  $O_2$  densities and absolute solar intensities.*

## ВВЕДЕНИЕ

Солнечное излучение в диапазоне длин волн от  $1250\text{\AA}$  до  $1750\text{\AA}$  поглощается, в основном, в нижней термосфере на высотах больше 90 км. Поглощение приводит к диссоциации молекулярного кислорода и является основным источником образования атомарного кислорода в верхней атмосфере. Кроме того, поглощение солнечного излучения представляет собой важный источник нагрева в этой области высот атмосферы. По величине поглощения излучения указанного диапазона длин волн может быть определено количество молекулярного кислорода в термосфере, который в этом диапазоне длин волн является единственным поглотителем. По рассчитанному профилю плотности кислорода может быть выведен высотный ход температуры атмосферы. После измерения потока излучения всего диска Солнца в абсолютных единицах могут быть продолжены аэрономические исследования, выходящие за пределы определения плотности  $\text{O}_2$ , в частности, может быть получена дальнейшая информация о термосфере, как например, о энергии диссоциации и тепловой энергии, а также о температуре термосферы.

В данной работе была определена плотность нейтрального молекулярного кислорода в области высот от 110 км до 150 км по измерениям поглощения излучения в диапазоне длин волн  $1350\text{--}1560\text{\AA}$  и измерена абсолютная интенсивность излучения Солнца в указанном диапазоне. По величинам плотности  $\text{O}_2$  и интенсивности излучения были рассчитаны температура и тепловая энергия в нижней термосфере.

## ЭКСПЕРИМЕНТАЛЬНАЯ ТЕХНИКА

Измерение потока солнечного излучения и его поглощения в атмосфере было проведено с помощью ракетного спектрофотометра. Запуск высотной геофизической ракеты был проведен 14-ого октября 1976 г. на пункте "Волгоград" ( $48^\circ 41'$  северной широты,  $44^\circ 21'$  восточной долготы) в 13 час. 50 мин.

среднеевропейского времени, при зенитном угле Солнца  $65^{\circ}30'$ . Ракета достигла максимальной высоты 1512 км. В течение времени 15 мин. вблизи вершины траектории измерялся поток солнечного излучения при отсутствии поглощения. Для определения плотности  $O_2$  по поглощению солнечного излучения были использованы только измерения на участке спуска. Точность ориентации приборного контейнера ракеты по отношению к центру Солнца составляла  $\pm 1^{\circ}$ . Поэтому коррекция измеренных значений не потребовалась.

Фотометр состоял из ионизационной камеры и усилителя постоянного тока. Ионизационная камера с окном из  $BaF_2$  была заполнена асимметрическим диметилгидразином (ADMH). Ее абсолютная спектральная чувствительность представлена на рис. 1. Площадь входной диафрагмы камеры была рассчитана так, что поступающий с фотометра сигнал во время всего полета оставался в пределах шкалы телеметрии. Абсолютная калибровка производилась по методу, предложенному Самсоном [1]. На рис. 2 показана схема использованной калибровочной аппаратуры. Ультрафиолетовое излучение, прошедшее выходную щель монохроматора, частично поглощается ксеноном, заполняющим стандартную ионизационную камеру, и газ ионизируется. Предполагается, что квантовый коэффициент полезного действия используемого инертного газа равен 1. Интенсивность ультрафиолетового излучения до и после поглощения в камере измеряется с помощью фотоэлектронного умножителя, сенсibilизированного салицилатом натрия. Относительный квантовый выход свежего салицилата натрия в диапазоне от 400 до 2000 Å квазипостоянен [1], [2]. Этот факт позволяет расширить калибровочный диапазон длин волн за предел ионизации ксенона при 1022 Å и в сторону более длинных волн. Интенсивность рассчитывается по следующей формуле:

$$I_0 = \frac{i}{e \cdot \eta \cdot (1 - U/U_0)} \quad (1)$$

где

- $i$  — ток ионизационной камеры,
- $e$  — элементарный заряд,



$\eta$  — квантовый коэффициент полезного действия калибровочного газа ( $=I$ ),

$U, U_0$  — сигнал фотомножителя  $U$  с газом  
 $U_0$  без газа

При калибровке сигнал калибруемой ионизационной камеры сравнивается с сигналом фотоэлектронного умножителя. Источник света имеет стабильность 2% в период 4 часа. В качестве усилителя для тока, поступающего с детектора, использован усилитель постоянного тока с отрицательной обратной связью, входной каскад которого собран на полевом транзисторе типа МОП. Он имеет линейную характеристику в пределах от  $3,0 \times 10^{-10}$  до  $1,0 \times 10^{-2}$  а с двумя различными поддиапазонами чувствительности, которые были разделены в отношении 1:3.

## РЕЗУЛЬТАТЫ

### а) Методика обработки

Для расчета распределения плотности  $O_2$  с высотой на основе измеряемого профиля поглощения был применен приближенный метод итеративного типа. При этом атмосфера разделяется на тонкие сферические слои постоянной толщины  $\Delta h$  и исследуется процесс поглощения солнечного излучения в этих тонких слоях. В данном случае солнечного зенитного угла  $65^\circ$  сферическая проблема может быть редуцирована на плоскостную без заметной ошибки. Средняя плотность каждого слоя рассчитывается по закону Бэра-Ламберта:

$$n_{O_2} \left( h - \frac{\Delta h}{2} \right) = \frac{-\ln \frac{I(h-\Delta h)}{I(h)} \cos \chi}{\sigma_E \cdot \Delta h} \quad (2)$$

где

- $n_{O_2}$  — плотность молекулярного кислорода,
- $I$  — измеренная солнечная интенсивность,
- $\chi$  — солнечный зенитный угол,
- $\sigma_E$  — эффективное сечение поглощения молекулярного кислорода в диапазоне чувствительности приемника,

$\Delta h$  — толщина слоя.

Эффективное сечение поглощения  $\sigma_E$  следует использовать ввиду большой переменности сечения поглощения в пределах полосы чувствительности прибора. Оно определяется следующим выражением:

$$\sigma_E(h) = \frac{\int_{\lambda=1350}^{1560} \sigma(\lambda) \eta(\lambda) I(\lambda, h) d\lambda}{\int_{\lambda=1350}^{1560} \eta(\lambda) I(\lambda, h) d\lambda} \quad (3)$$

где

$\sigma(\lambda)$  — сечение поглощения при длине волны  $\lambda$

$\eta(\lambda)$  — КПД ионизационной камеры при длине волны  $\lambda$  (рис.1),

$I(\lambda, h)$  — солнечная интенсивность,

$h$  — высота над поверхностью Земли.

Вычисления проводятся таким образом, что по уравнению (3) сначала рассчитывается  $\sigma_E$  на верхней границе поглощающего слоя. Затем по уравнению (2) определяется средняя плотность для соответствующего слоя, и после этого рассчитывается по закону Бэра-Ламберта интенсивность после прохождения соответствующего слоя:

$$I(\lambda, h - \Delta h) = I(\lambda, h) e^{-\sigma(\lambda) n_{O_2} \Delta h \sec \chi} \quad (4)$$

В начале второго шага итерационного метода  $I(\lambda, h - \Delta h)$  служит для расчета нового эффективного сечения поглощения  $\sigma_E$ . Итерационные вычисления заканчиваются после обработки последнего результата измерений  $I(h - \Delta h)$ . Результат представляет собой искомый профиль плотности.

#### б) Плотность $O_2$ и температура

Полученный описанным методом профиль плотности представлен на рис. 3. Для сравнения на графике приведены плотности  $O_2$  опорной атмосферы CIRA 1972 для  $1000^\circ K$  (средняя) и для  $500^\circ K$ . Измеренные плотности выше 120 км приблизительно на 30% ниже, чем величины плотности средней модели CIRA 1972.

Сопоставление указывает на крайне низкую температуру экзосферы, как показывает хорошее совпадение измеренных плотностей с величинами плотности опорной атмосферы для  $500^{\circ}\text{K}$ . Во время измерения относительное число солнечных пятен составляло  $R = 25$  и поток излучения при  $10,7 \text{ см } F_{10,7} = 75$ . По-видимому, этим объясняется измеренная низкая температура экзосферы. Кроме того, необычным является характер изменения плотности кислорода в области высот между 132 и 142 км. Причиной этого могли послужить проявления каких-либо динамических процессов. Волнообразный характер профиля плотности, конечно, отражается также и в рассчитанном по профилю плотности распределении температуры, которое представлено на рис. 4. При этом температура рассчитывается по уравнению, которое получается как решение барометрической формулы относительно температуры. Распределение температуры определяется следующей формулой:

$$T(h) = \frac{T_0 \cdot n_{O_2 0}}{n_{O_2}(h)} - \frac{1}{n_{O_2}(h)} \int_{h_0}^h \frac{n_{O_2}(h')}{K_{O_2}(h')} dh' \quad (5)$$

где

$$K_{O_2}(h) = \frac{k}{m_{O_2} \cdot g(h)} \quad (6)$$

- $T_0$  — температура на верхней границе области интегрирования,  
 $n_{O_2 0}$  — плотность  $O_2$  на верхней границе области интегрирования,  
 $k$  — постоянная Больцмана,  
 $m_{O_2}$  — молекулярный вес  $O_2$ ,  
 $g$  — земное ускорение.

При расчете профиля температуры было использовано стлаженное распределение плотности, так как колебания плотности в коротких интервалах могут привести к резким изменениям температуры, не имеющим физического смысла. Расчеты были проведены для разных исходных температур  $T=620^{\circ}\text{K}$ ,  $770^{\circ}\text{K}$  и  $930^{\circ}\text{K}$ . Очевидно, что разница исходных температур в  $150^{\circ}\text{K}$  или  $160^{\circ}\text{K}$  на высоте 135 км снижается до  $50^{\circ}\text{K}$ , а на высотах меньше 125 км оказывается совершенно незначительной. Погрешность  $T_0$  экспоненциально



уменьшается вниз при возрастающей плотности.

Волнообразная структура распределения температуры могла бы быть вызвана наличием проходящей гравитационной волны.

в) Солнечная интенсивность в континууме Шумана-Рунге

Измеренная солнечная интенсивность от всего диска Солнца в интервалах  $10\text{\AA}$  в диапазоне длин волн от  $1230\text{\AA}$  до  $1730\text{\AA}$  представлена на рис. 5. Для сравнения на рисунке приведена солнечная интенсивность, измеренная Эру {3} и др. и Ротманом {4}. Значения интенсивности были получены путем умножения спектрального распределения солнечной интенсивности, измеренного Эру и др. {3}, и представленного на рис. 1 спектрального распределения чувствительности применяемой ионизационной камеры и, тем самым, сравнением ожидаемого теоретического значения интенсивности с действительно измеренным значением. Значения солнечной интенсивности за пределами чувствительности фотометра были экстраполированы. Полученные нами значения интенсивности превышают значения, указанные Эру и др. {3} на 40% и указанные Ротманом {4} на 20%, в частности, в диапазоне длин волн от  $1400\text{\AA}$  до  $1600\text{\AA}$ . В диапазоне длин волн от  $1500\text{\AA}$  до  $1730\text{\AA}$  Самейн и др. {5} получили величины интенсивности, близкие к данным Эру и др. {3}. Измеренные в диапазоне длин волн от  $1380\text{\AA}$  до  $1550\text{\AA}$  данные приводят к эквивалентной температуре черного тела в  $4550\text{K}$ . Это значение хорошо совпадает со значением температуры  $4540\text{K}$  для этого диапазона длин волн, определенным Карвером и др. {6} по измерениям с ионизационной камерой. Вследствие экстраполяции значения интенсивности последующего диапазона длин волн не достигают такой же точности, как значения предыдущего диапазона длин волн. Однако, кажется, что найденный Эру и др. {3} и Самейном {5} минимум температуры Солнца, примерно  $4400\text{K}$ , не подтверждается. Экстраполяция значений интенсивности Солнца за пределами чувствительности ионизационной камеры кажется оправданной так как относительная точность спектрометра, использованного Эру и

др. {3}, в диапазоне экстраполяции очень высока. Ротман {4} и Самейн и др. {5} провели измерения спектрального распределения интенсивности Солнца и получили очень похожие результаты.

#### г) Фотодиссоциация и тепловая энергия

Важным параметром нижней термосферы является величина энергии, которая поглощается  $O_2$  в качестве избыточной энергии сверх энергии диссоциации молекулы  $O_2$ . Эта величина рассчитывается по следующей формуле:

$$E(h) = \sum_i I(\lambda_i) \cdot \sigma(\lambda_i) \cdot \Delta\epsilon(\lambda_i) e^{-N(h)\sigma(\lambda_i)} \quad (7)$$

где

$I(\lambda_i)$  — интенсивность  $i$  — интервала длин волн,  
 $\sigma(\lambda_i)$  — сечение поглощения  $O_2$  в  $i$  — интервале длин волн,  
 $\Delta\epsilon(\lambda_i)$  — разность энергии между энергией  $i$  — интервала длин волн и энергией диссоциации молекулы  $O_2$  ( $8,13 \times 10^{-12}$  эрг),

$N(h)$  — плотность столба  $O_2$  выше высоты  $h$

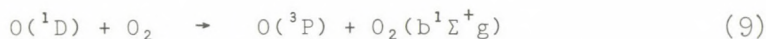
Суммирование производится по общему диапазону длин волн континуума Шумана-Рунге. Эта избыточная энергия была рассчитана по определенным в этой статье величинам для  $I(\lambda_i)$  и  $N(h)$  и представлена на рис.6. На рис.6 также представлена энергия фотодиссоциации  $J O_2$ , которая была рассчитана по следующей формуле:

$$J(N) = \sum_i I(\lambda_i) \sigma(\lambda_i) e^{-\sigma(\lambda_i) \cdot N(h)} \quad (8)$$

Полученные потоки энергии сопоставимы с потоками, приводимыми Брейгом {7}, которые были рассчитаны по данным солнечной интенсивности Вайдинга и др. {8} и по величинам плотности  $O_2$  для температуры экзосферы  $800^\circ K$  модели Йакиа {9}.

Количество энергии, которое в соответствии с уравнением (7) в единицу времени передается одной молекуле  $O_2$ , не полностью преобразуется в тепло. Для определения той части энергии  $Q_{SR}$  в диссоционном континууме Шумана-Рунге, которая

преобразуется в тепло, необходимо вычесть энергию диссоциации  $O_2$  и энергию возбуждения уровня  $O(^1D)$ , образующегося в процессе диссоциации, из полной энергии  $Q_{O_{SR}}$ . К полученной величине надо добавить количество энергии, которое преобразуется в тепло из состояний  $O_2(^1\Sigma^+_g)$  путем дезактивации. Состояние  $O_2(^1\Sigma^+_g)$  образуется при следующей реакции:



Поток  $Q_{SR}$  рассчитывается по следующему выражению {10}:

$$Q_{SR} = \int_{\lambda_{1230}}^{1730} Q_{O_{SR}}(\lambda, h) \left[ 1 - \frac{1}{h \cdot \nu} \{ D_{O_2} + W_{O(^1D)} (1 - \phi_{O(^1D)}) - \psi \} \right] d\lambda \quad (10)$$

где

$h$  — постоянная Планка,

$\nu$  — частота света,

$D_{O_2}$  — энергия диссоциации  $O_2$  {11}

$W_{O(^1D)}$  — энергетический уровень состояния  $O(^1D)$  {12}

$\phi_{O(^1D)}$  — количество энергии, выделяющейся при дезактивации состояния  $O(^1D)$  {13}, {14},

$\psi$  — количество энергии, выделяющейся при дезактивации состояния  $O_2(^1\Sigma^+_g)$  {13}, {14}.

В уравнении (10) для высот выше 100 км не учитывается количество тепла, выделяющегося при соединении двух атомов  $O$  в одну молекулу кислорода в соответствии с уравнением реакции



так как это количество тепла существенно только при высотах меньше 100 км. На рис. 7 представлена рассчитанная по уравнению (10) тепловая функция  $Q_{SR}$  для  $\chi = 65^\circ$  (зенитный угол, при котором производилось измерение) и дополнительно для  $\chi = 0^\circ$  (overhead sun). При этом учитываются три атмосферные составляющие:  $O_2$ ,  $N_2$  и  $O$ . На рис. 8 представлены для срав-



нения тепловые функции для  $\chi = 65^\circ$  с учетом  $O_2$ ,  $N_2$  и  $O$  и только  $O_2$ . В случае, если выделение тепла в нижней термосфере при поглощении излучения в континууме Шумана-Рунге происходит только с помощью  $O_2$ , в уравнении (10) все выражения, включающие члены  $N_2$  и  $O$ , приравниваются к нулю. Сравнение показывает, что для области высот от 95 км до 150 км примерно 60% выделяющегося количества тепла происходит из  $O_2$  и 40% — из  $N_2$ . На рис. 9 представлена для  $\chi = 0^\circ$  и  $\chi = 65^\circ$  полная энергия в континууме Шумана-Рунге, преобразованная в области высот термосферы. С учетом величины полной энергии  $9,9 \text{ эрг см}^{-2} \text{ сек}^{-1}$ , определенной в этом эксперименте, получается для  $\chi = 0^\circ$  средний термический коэффициент полезного действия примерно 33% и для  $\chi = 65^\circ$  — примерно 13%. Для  $\chi = 0^\circ$  значения хорошо соответствуют результату Изакова и др. (10). Замечательно, что до высоты 130 км преобразованная полная энергия для  $\chi = 65^\circ$  больше, чем для  $\chi = 0^\circ$ .

#### ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В нижней термосфере в области высот ниже 150 км поглощение солнечного излучения в диссоциационном континууме Шумана-Рунге представляет собой наиболее мощный источник энергии (13), (10). Поэтому для исследования структуры нижней термосферы рекомендуется в частности, абсорбционно-спектроскопические измерения в континууме Шумана-Рунге.

Определение плотности  $O_2$  в области высот между 100 км и 150 км с помощью описанного здесь метода возможно только с ракет. Одновременно с высоким спектральным разрешением должен быть определен абсолютный солнечный поток во всем диапазоне длин волн континуума Шумана-Рунге. Координированные измерения в том же диапазоне длин волн на спутниках позволяют непрерывно расширить исследования до высот 230 км. При этом для высот больше 150 км особенно необходимо принимать во внимание влияние переменной плотности  $O_2$  на нагрев термосферы (10). Однако для этих высот ионизация  $O_2$  излучением с длинами волн короче 1027 Å является основным

источником нагрева нейтральной атмосферы, так что измерения в континууме Шумана-Рунге являются полезными лишь в связи с измерениями ионизационного континуума  $O_2$ .

Измерения в области континуума Шумана-Рунге с высоким разрешением очень важны из-за большого значения этого диапазона длин волн для теплового баланса термосферы. Однако, настоящий доклад показал, что и широкополосные фотометрические измерения позволяют получать вполне правильные результаты о поведении нижней термосферы, что доказывает их применимость в будущем.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Samson, J.A.R.: 1964, *Journ. Opt. Soc. Am.* 54, 6.
- {2} Watanabe, K., Inn, C.Y.: 1953, *Journ. Opt. Soc. Am.* 43, 32.
- {3} Heroux, L., Swirbalus, R.A.: 1976, *Journ. Geophys. Res.* 81, 436.
- {4} Rottman, G.L.: 1974, *Trans. American Geophys. Union* 56, 1157.
- {5} Samain, D., Simon, P.C.: 1976, *Solar phys.* 49, 33.
- {6} Carver, J.H., Horten B.H., Lockey, G.W.A.: 1972, *Solar Phys.* 27, 347.
- {7} Breig, E.L.: 1973, *Journ. Geophys. Res.* 78, 5718.
- {8} Widing, K.G., Purcell, J.D., Sandlin, G.D.: 1970, *Solar Phys.* 12, 52.
- {9} Jacchia, L.G.: 1971, *Smithson. Astrophys. Obs. Spec. Rep.* 332.
- {10} Изаков, М.Н., Морозов, С.К.: 1970, *Геомагн. и Астрономия* 10, 630.
- {11} Schiff, H.I.: 1969, *Canadian Journ. Chem.* 47, 1903.
- {12} Herzberg, G.: 1952, *Spectra of Diatomic Molecules*
- {13} Chandra, S., Sinha, A.K.: 1973, *Planet. Space Sci.* 21, 593.
- {14} Zipf, E.C.: 1969, *Canadian Journ. Chem.* 47, 1863.

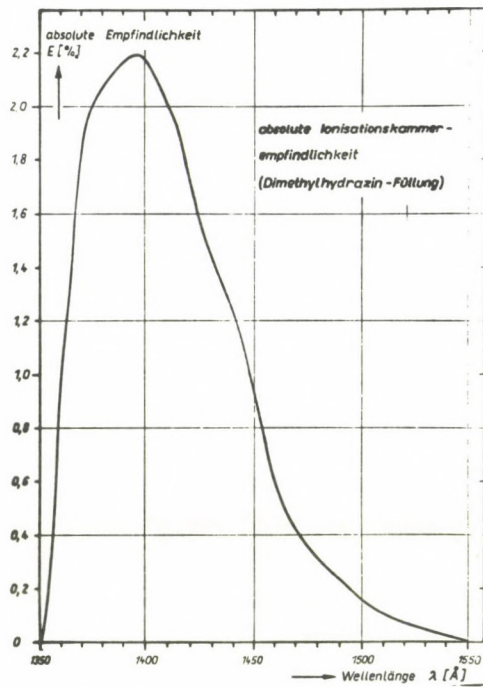
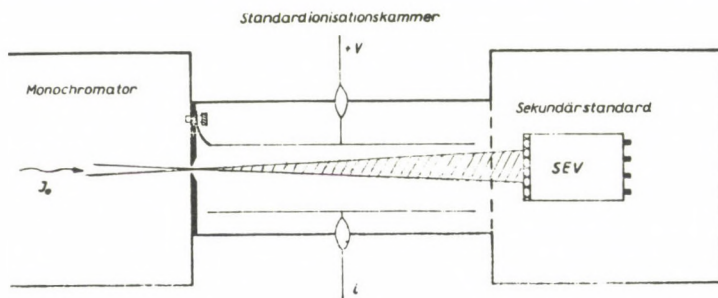


Рис. 1. Абсолютная чувствительность ионизационной камеры.



$J_0$  = ungeschwächter Photonenstrom  
 $i$  = Strom der Standardionisationskammer  
 $e$  = elektr. Elementarladung  
 $\eta$  = Quantenausbeute des Gases  
 $U, U_0$  = Signal des SEV mit und ohne Gas in der Ionisationskammer

$$J_0 = \frac{i}{e \eta (1 - U/U_0)}$$

Рис. 2. Схема калибровки.



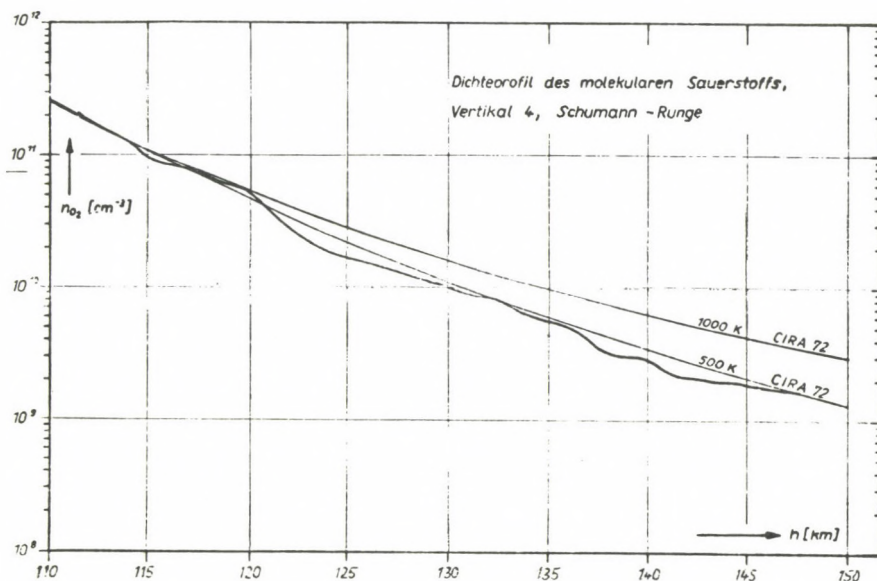


Рис. 3. Профиль плотности молекулярного кислорода.

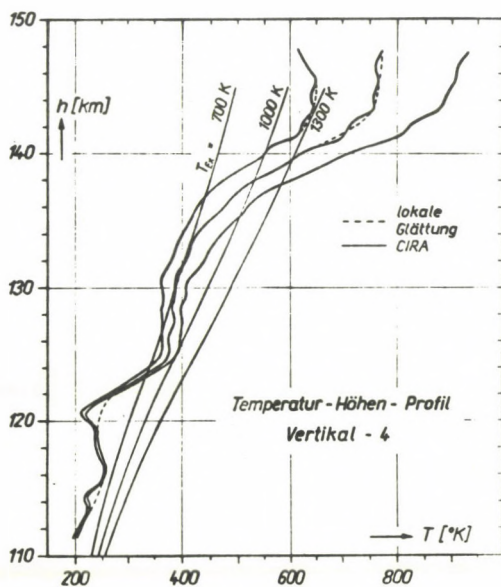


Рис. 4. Профиль температуры.

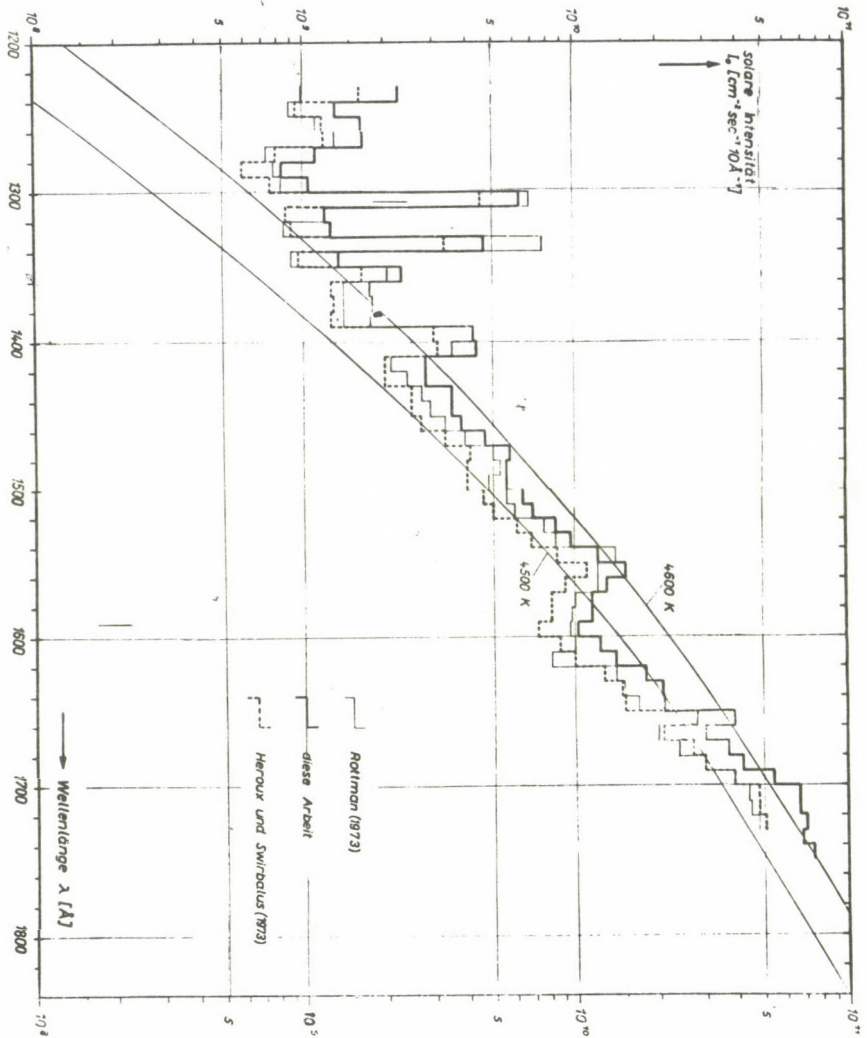


Рис. 5. Измеренная солнечная интенсивность всего диска Солнца

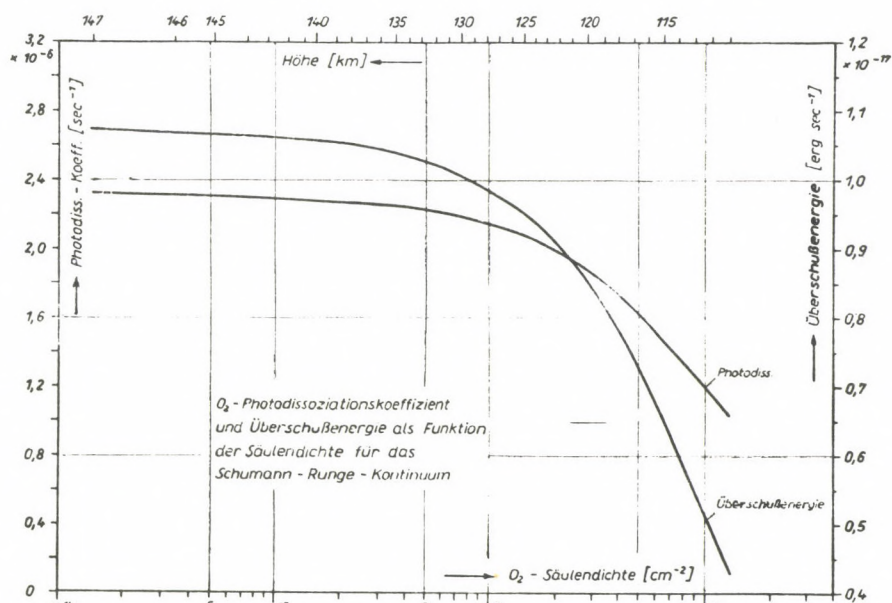


Рис. 6. Коэффициент фотодиссоциации  $O_2$  и избыточная энергия для  $O_2$  в континууме Шумана-Рунге

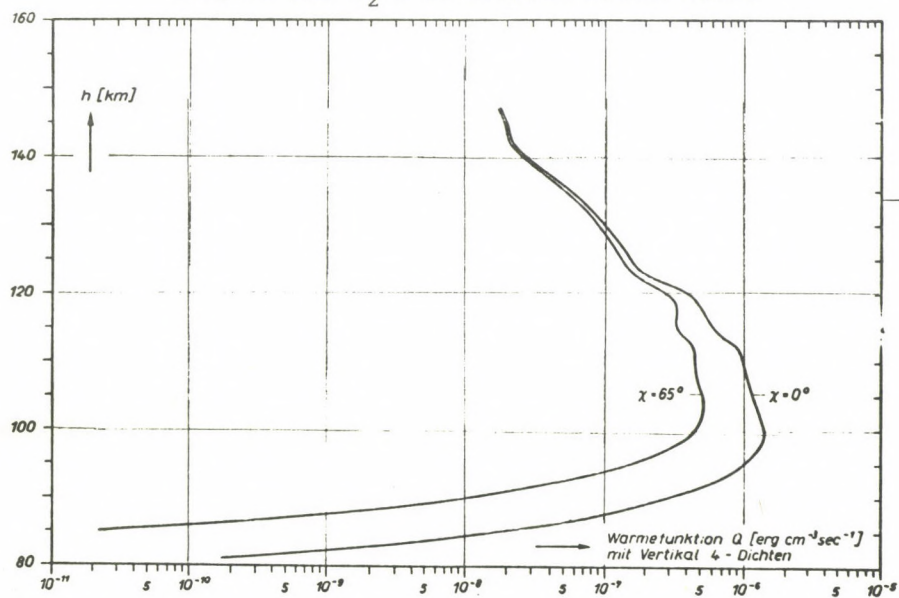


Рис. 7. Тепловая функция  $Q_{SR}$



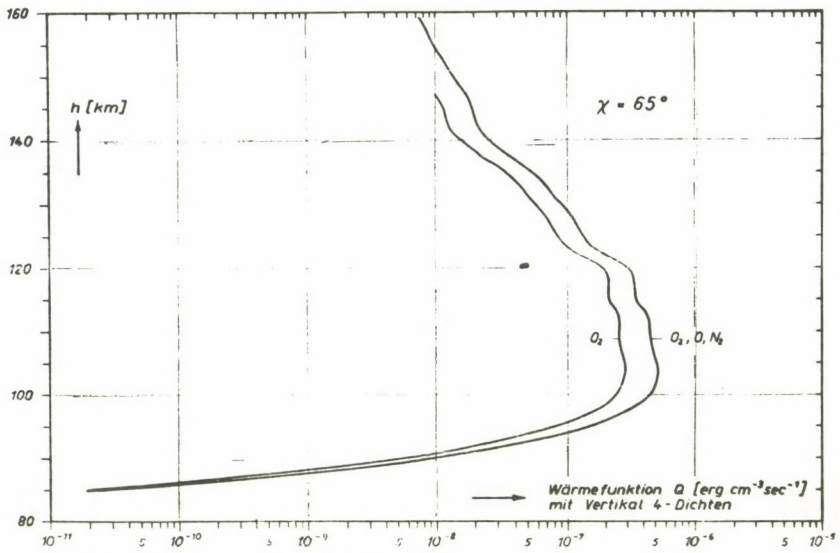
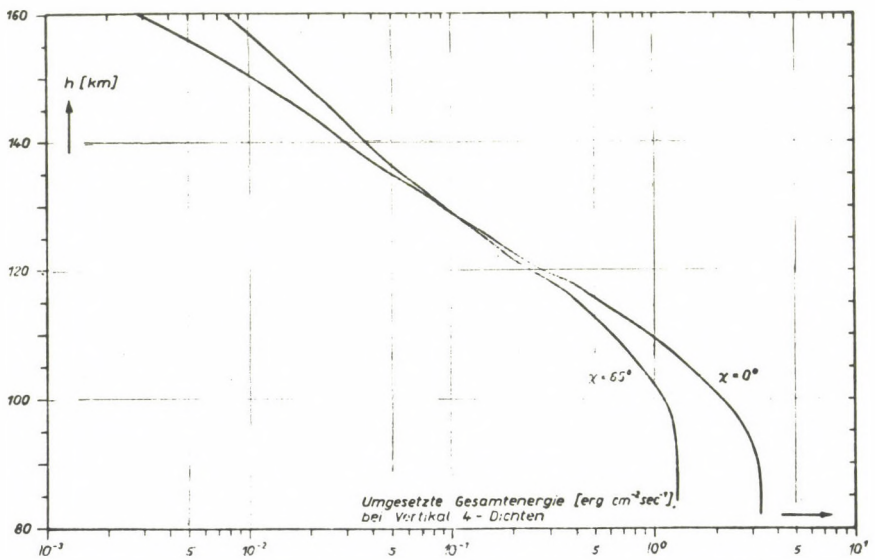
Рис. 8. Тепловая функция  $Q_{SR}$ 

Рис. 9. Преобразованная полная энергия в области высот термосферы

ОПРЕДЕЛЕНИЕ ПЛОТНОСТИ ОЗОНА В ВЕРХНИХ СЛОЯХ  
АТМОСФЕРЫ НА СПУТНИКЕ "ИНТЕРКОСМОС-11"

Л. МАРТИНИ, Б. ТРИНККЕЛЛЕР, Б. ШТАРК  
Institut für Elektronik, Akad.Wiss.DDR, Berlin

DETERMINATION OF OZONE NUMBER DENSITIES IN THE UPPER  
ATMOSPHERE BY THE SATELLITE "INTERCOSMOS-11"

L. MARTINI, B. TRINKKELLER, B. STARK  
Institute of Electronics, GDR Acad.Sci., Berlin

Abstract:

*The solar radiation was measured by a spectral photometer in the UV region on board the satellite "Intercosmos-11". Using occultation technique absorption values depending on grazing height were obtained.*

*The method of analysis is improved by taking into account the variation of the absorption cross section with wavelength. Thus an effective absorption cross section depending on height can be calculated. Ozone number density profiles are determined using an iteration method. The influence of the finite size of the Sun's disk on the measured values is corrected.*

## I. ВВЕДЕНИЕ И ЭКСПЕРИМЕНТ

В соответствии с программой сотрудничества социалистических стран по исследованию и использованию космического пространства в мирных целях, 17-ого мая 1974 г. был выведен на почти круговую орбиту совместный спутник, ориентированный относительно Солнца "Интеркосмос II" (апогей 526 км, перигей 484 км, наклон  $50,7^\circ$ ).

Наряду с другими приборами для измерения излучения на борту спутника был установлен кварцевый ультрафиолетовый спектрофотометр, обладающий двумя диапазонами чувствительности, который был изготовлен в Институте электроники Академии наук ГДР.

Точность, с которой приборная платформа была ориентирована на Солнце, составляла во время полёта спутника  $\pm 1^\circ$ .

Спектрофотометр состоял из двух металлических фильтров подавления интерференционных помех, двух кадмиевых фотоэлементов с последующим усилителем постоянного тока и блока энергопитания. Диапазон чувствительности фотоэлементов определялся в основном отсечкой (cut off) использованного материала окна  $\text{SiO}_2$ , а также энергетическим интервалом между зоной проводимости и уровнем валентной зоны.

Спектрофотометр был абсолютно калиброван; определение абсолютной чувствительности проводилось в однородном поле излучения ртутного излучателя низкого давления. В случае эффективной интенсивности облучения

$$E_{253,7 \text{ нм}} = 0,63 \frac{\text{МКВТ}}{\text{см}^2} \pm 5 \%$$

выходное напряжение спектрофотометра составляло 0,962 в.

На рис. 1 представлена кривая спектральной чувствительности, а на рис. 2 - характеристика усилителя.

Необходимо отметить, что каждые 3 сек. передавались измеряемые величины за 3-секундный период.



Главная цель эксперимента с кварцевым ультрафиолетовым фотометром состояла в измерении зависимости поглощения излучения в области спектра континуума Хартлеа озона от высоты при входе спутника в тень Земли. Такие измерения позволяют вывод профилей высоты плотности  $O_3$  верхних слоев атмосферы Земли, так как озон является единственной составляющей верхних слоев атмосферы, поглощающей в области мезосферы или в области верхней стратосферы излучение кварцево-ультрафиолетовой части спектра. Затухание осуществляется путём фотодиссоциации озона в молекулярный и атомарный кислород, а также процессов рассеяния.

## 2. РАСЧЁТ ТРАЕКТОРИИ И ТАНГЕНЦИАЛЬНОЙ ВЫСОТЫ

### 2.1. МЕТОД РАСЧЁТА

В этом разделе описывается, каким образом из заданных оскулирующих элементов спутника можно рассчитать траекторию спутника и тангенциальную высоту.

#### 2.1.1 Оскулирующие элементы спутника

$a$  = большая полуось

$e$  = эксцентриситет

$i$  = наклонение

$\Omega$  = долгота восходящего узла

$\omega$  = аргумент перигея

$u$  = период обращения ( $0 \leq u \leq 2\pi$ )

#### 2.1.2. Преобразование системы координат:

Оскулирующие элементы  $\rightarrow$  абсолютные координаты и скорости

$$a, e, i, \Omega, \omega, u \rightarrow X, Y, Z, V_x, V_y, V_z$$

$$X = r(\cos \Omega \cos u - \sin \Omega \sin u \cos i)$$

$$Y = r(\sin \Omega \cos u + \cos \Omega \sin u \cos i)$$

$$Z = r \sin u \sin i$$

$$V_x = V_r(\cos \Omega \cos u - \sin \Omega \sin u \cos i) - V_u(\cos \Omega \sin u + \sin \Omega \cos u \cos i)$$

$$V_y = V_r(\sin \Omega \cos u + \cos \Omega \sin u \cos i) - V_u(\sin \Omega \sin u - \cos \Omega \cos u \cos i)$$

$$V_z = V_r \sin u \sin i + V_u \cos u \sin i$$

При этом действительно:

$$r = \frac{p}{1 + e \cos \theta} \quad \theta = u - \omega \quad p = a(1 - e^2)$$

$$V_r = \sqrt{\frac{\mu}{p}} e \sin \theta$$

$$V_u = \frac{\sqrt{\mu p}}{r}$$

Абсолютная система координат: Начало координат находится в центре массы Земли, вертикальная ось — ось собственного вращения Земли, абсцисса направлена на точку весеннего равноденствия, ось ординат дополняет до правой системы.

В случае перелёта спутника через экватор с юга на север  $u = 0$ , так что формулы преобразования упрощаются.

### 2.1.3. Преобразование системы координат:

Абсолютные координаты и скорости  $\rightarrow$  гринвичские  
координаты и  
скорости

$$X, Y, Z, V_x, V_y, V_z \rightarrow x, y, z, V_x, V_y, V_z$$

Гринвичская система координат: Начало координат находится в центре массы Земли, вертикальная ось — ось собственного вращения Земли, абсцисса находится в плоскости экватора и направлена на точку пересечения экватора с гринвичским меридианом, ось ординат дополняет до правой системы.

$$\begin{pmatrix} x \\ y \\ z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \cos\beta & \sin\beta & 0 \\ -\sin\beta & \cos\beta & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \cdot \begin{pmatrix} X \\ Y \\ Z \end{pmatrix}$$

$$\begin{pmatrix} V_x \\ V_y \\ V_z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \cos\beta & \sin\beta & 0 \\ -\sin\beta & \cos\beta & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \cdot \begin{pmatrix} V_x \\ V_y \\ V_z \end{pmatrix} + \omega_e \begin{pmatrix} y \\ -x \\ 0 \end{pmatrix}$$

$$\beta = S_0 + \omega_e(t - 3^h)$$

$\omega_e$  = угловая скорость собственного вращения Земли

$t$  = московское время (с 3 по 27 часов)

Для этого необходимо рассчитывать звездное время  $S_0$  дня полёта спутника (одно значение на день):

$$S_0 = 6^h 38^m 45^s,836 + 8640184^s,542 T + 0^s,0929 T^2 + (0,061164 \Delta\psi)^s$$

$$\Delta\psi = -17,23 \sin \Omega$$

$$\Omega = 259^\circ 10' 59",79 - 1934^\circ 08' 31",23 T + 7",48 T^2 + 0",0080 T^3$$

$$T = \frac{d}{36525}$$

$$d = 365 N + \text{entier}\left(\frac{N-1}{4}\right) - 0^d,5 + t \quad t = \text{число суток}$$

Пример:  $t = 1^d$  1-ого января 1900 г. с 3 по 27 часов моск. времени

$$T = \frac{0,5}{36525} \quad " \quad " \quad " \quad "$$

Однако, для расчёта  $\alpha_0$  и  $\delta_0$  (см. раздел 2.7):

$t = 1,0$  1-ого января 1900 г. в 3 ч. московского времени

$t = 1,5$  " " в 15 ч. " "

$T = \frac{0,5}{36525}$  " " в 3 ч. " "

$T = \frac{1,0}{36525}$  " " в 15 ч. " "

#### 2.1.4. Преобразование системы координат:

Гринвичские координаты  $\rightarrow$  сферические координаты



$$x, y, z \rightarrow L, B, h$$

$$\text{Долгота} \quad L = \arctg \frac{x}{y} \quad 0 \leq L \leq 2\pi$$

$$\text{широта} \quad B = \arcsin \frac{z}{\sqrt{(1-\bar{\alpha})^4 (x^2 + y^2) + z^2}} \quad -\frac{\pi}{2} \leq B \leq \frac{\pi}{2}$$

$$\text{высота} \quad h = \sqrt{x^2 + y^2 + z^2} - a_e \left( 1 - \frac{\bar{\alpha} z^2}{x^2 + y^2 + z^2} \right)$$

$a_e$  = большая полуось эллипсоида Земли

$\bar{\alpha}$  = несферичность Земли

## 2.1.5. Дифференциальные уравнения движения спутника

$$\dot{V}_x = (\omega_e^2 - A)x + 2\omega_e V_y - S\rho VV_x$$

$$\dot{V}_y = (\omega_e^2 - A)y - 2\omega_e V_x - S\rho VV_y$$

$$\dot{V}_z = (2BC - A)z - S\rho VV_z$$

$$\dot{x} = V_x$$

$$\dot{y} = V_y$$

$$\dot{z} = V_z$$

$$\text{где} \quad A = B [\alpha_{00} + C(D-1)] \quad B = \frac{1}{r^2} \frac{R}{r} \quad C = \frac{3\alpha_{20}}{2} \left( \frac{R}{r} \right)^2$$

$$D = 5 \frac{z^2}{r^2}$$

$\alpha_{00}$  и  $\alpha_{20}$  = параметры нормального гравитационного поля Земли

$S$  = баллистический коэффициент спутника

Плотность атмосферы:

$$\rho = A_i \exp [K_{1i} (h-h_i)^2 - K_{2i} (h-n_i)]$$

i	$h_i \leq h < h_{i+1}$ [M]	$A_i$ [кгсек <sup>2</sup> м <sup>-4</sup> ]	$K_{1i}$ [м <sup>-2</sup> ]	$K_{2i}$ [м <sup>-1</sup> ]
1	$10^5 \leq h < 1,5 \cdot 10^5$	$0,4141 \cdot 10^{-7}$	$0,1469 \cdot 10^{-8}$	$0,1787 \cdot 10^{-3}$
2	$1,5 \cdot 10^5 \leq h < 3 \cdot 10^5$	$0,2173 \cdot 10^{-9}$	$0,8004 \cdot 10^{-10}$	$0,3734 \cdot 10^{-4}$
3	$3 \cdot 10^5 \leq h < 6 \cdot 10^5$	$0,4861 \cdot 10^{-11}$	$0,7111 \cdot 10^{-11}$	$0,1547 \cdot 10^{-4}$
4	$6 \cdot 10^5 \leq h < 9 \cdot 10^5$	$0,8904 \cdot 10^{-13}$	$0,1831 \cdot 10^{-11}$	$0,9275 \cdot 10^{-5}$
5	$9 \cdot 10^5 \leq h$	$0,6497 \cdot 10^{-14}$	0	$0,9540 \cdot 10^{-5}$

Пренебрегается аномалиями гравитационного поля Земли, гравитационными помехами, вызванными Солнцем и Луной, а также давлением света.

## 2.1.6. Численное интегрирование системы дифференциальных уравнений I-ого порядка по методу Рунге - Кутта

Система имеет следующий вид

$$\frac{dY_i}{dX} = f_i(X, Y_1, Y_2, \dots, Y_6) \quad i = 1, \dots, 6$$

для  $Y_1, \dots, Y_6$  в сокращенной форме пишется  $Y_r$

$$Y_i(X + K) = Y_i + \frac{1}{6} (K_{i0} + 2K_{i1} + 2K_{i2} + K_{i3})$$

где

$$K_{i0} = K \cdot f_i(X, Y_r) \quad i = 1, \dots, 6$$

$$K_{i1} = K \cdot f_i\left(X + \frac{K}{2}, Y_r + \frac{K_{r0}}{2}\right)$$

$$K_{i2} = K \cdot f_i\left(X + \frac{K}{2}, Y_r + \frac{K_{r1}}{2}\right)$$

$$K_{i3} = K \cdot f_i(X + K, Y_r + K_{r2})$$

## 2.1.7 Расчёт положения Солнца

- а) Расчёт кажущегося прямого восхождения  $\alpha_0$  и кажущегося склонения  $\delta_0$  Солнца

$$\alpha_0 = \arctg \frac{\sin \lambda_0 \cos \epsilon}{\cos \lambda_0} + (0,061164 \cdot 15 \Delta \Psi)'' - 20''496 \quad 0 \leq \alpha_0 < 2\pi$$

$$\delta_0 = \arctg \frac{\sin \lambda_0 \sin \epsilon}{\sqrt{\cos^2 \lambda_0 + \sin^2 \lambda_0 \cos^2 \epsilon}} - 20''496 \sin \epsilon \cos \alpha_0 - \frac{\pi}{2} \leq \delta_0 < \frac{\pi}{2}$$

$$\lambda_0 = \bar{\lambda} + 2e_0 \sin(\bar{\lambda} - \bar{\pi}) + \frac{5}{4} e_0^2 \sin[2(\bar{\lambda} - \bar{\pi})]$$

средняя долгота Солнца в эклиптике (считая с точки весеннего равноденствия):

$$\bar{\lambda} = 279^{\circ}41'48''04 + 129602768''13 T + 1''089 T^2$$

$$\bar{\pi} = 281^{\circ}13'15''0 + 6189''03 T + 1''63 T^2 + 0''012 T^3$$

численный эксцентриситет орбиты Земли вокруг Солнца:

$$e_0 = 0,01675104 - 0,0000418 T - 0,000000126 T^2$$

угол наклона земной оси (относительно эклиптики):

$$\epsilon = 23^{\circ}27'08''26 - 46''845 T - 0''0059 T^2 + 0''00181 T^3 + 9''21 \cos \Omega$$

б) Расчёт единичного вектора  $(x_0^0, y_0^0, z_0^0)$  в направлении Солнца в гринвичской системе координат

$$x_0^0 = \cos \alpha_0 \cos \delta_0 \cos \beta + \sin \alpha_0 \cos \delta_0 \sin \beta$$

$$y_0^0 = -\cos \alpha_0 \cos \delta_0 \sin \beta + \sin \alpha_0 \cos \delta_0 \cos \beta$$

$$z_0^0 = \sin \delta_0$$

2.I.8 а) Расчёт точки касания  $(x_T, y_T, z_T)$  в гринвичской системе координат по положению спутника и Солнца

$$x_T = -(xx_0^0 + yy_0^0 + zz_0^0)x_0^0 + x$$

$$y_T = -(xx_0^0 + yy_0^0 + zz_0^0)y_0^0 + y$$

$$z_T = -(xx_0^0 + yy_0^0 + zz_0^0)z_0^0 + z$$

б) Расчёт тангенциальной высоты  $h_T$  спутника по точке касания

$$h_T = r_T - a_e \left( 1 - \bar{\alpha} \frac{z_T^2}{r_T^2} \right)$$



$$r_T = \sqrt{x_T^2 + y_T^2 + z_T^2}$$

## 2.2 ПЕРЕЧЕНЬ ВАЖНЕЙШИХ ПОСТОЯННЫХ И ПЕРЕМЕННЫХ, ВСТРЕЧАЮЩИХСЯ В ПРОГРАММЕ, В ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ ИХ ПОЯВЛЕНИЯ

- $\phi$  = угловая скорость собственного вращения Земли  
 $M$  = произведение гравитационной постоянной и массы Земли  
 $AE$  = большая полуось эллипсоида Земли в метрах  
 $AL$  = несферичность эллипсоида Земли  
 $R$  = средний радиус Земли в метрах  
 $AO$  = параметр  $\alpha_{00}$  нормального гравитационного поля Земли  
 в  $m^2/сек^2$   
 $A2$  = параметр  $\alpha_{20}$  нормального гравитационного поля Земли  
 в  $m^2/сек^2$   
 $A1, C1, C2$  = векторы констант из 5-ти элементов для  
 расчёта плотности атмосферы  
 $H1$  = вектор нижних пределов высоты в метрах для расчёта  
 плотности атмосферы  
 $K$  = величина шага при численном интегрировании дифферен-  
 циальных уравнений движения в сек.  
 $N$  = последние две цифры года полёта спутника  
 $G$  = число рассчитываемых обращений (целая величина)  
 $J$  = переменная для повторения расчёта при каждом обращении  
 спутника (целая величина)  
 $VR$  = орбитальная радиальная составляющая скорости спутника  
 $VU$  = орбитальная угловая скорость спутника при вращении  
 $YA$  = вектор координат и составляющих скорости спутника в  
 абсолютной системе координат  
 $M2$  = величина для расчёта номера дня в году (с учётом  
 возможности високосного года )  
 $X$  = московское время в сек.  
 $F$  = московское время в сек. для прекращения численного  
 интегрирования по окончании витка

- FL = московское время в сек. для преждевременного прекращения численного интегрирования по окончании захода
- UT = всемирное время в сек.
- SO = звездное время в гринвичскую полночь дня полёта спутника
- Y = вектор координат и составляющих скорости спутника в гринвичской системе координат
- S = баллистический коэффициент спутника
- LQ = средняя долгота Солнца в эклиптике, считая с точки весеннего равноденствия
- ES = эксцентриситет, зависящий от времени, орбита Земли вокруг Солнца
- PQ = величина для расчёта средней аномалии
- EP = угол наклона земной оси по отношению к эклиптике, зависящий от времени
- AS = кажущееся прямое восхождение Солнца
- DS = кажущееся склонение Солнца
- XS,YS,ZS = координаты единичного вектора направления центр Земли - центр Солнца в гринвичской системе координат
- XT,YT',ZT' = координаты точки касания в гринвичской системе координат
- HT = тангенциальная высота спутника
- H = высота спутника над поверхностью Земли
- L = географическая долгота подспутниковой точки
- BT = геодезическая широта наземной проекции точки касания
- LT = географическая долгота наземной проекции точки касания

### 2.3. ВВОД ДАННЫХ

Первая перфокарта с входными данными включает в себя данные по общему прохождению программы:

1. N - последние две цифры года полёта спутника
2. G - число рассчитываемых витков (целая величина)

3. G1 - окончание захода (в км)

4. G2 - начало захода (в км)

Пример: 72.1.50.200

Далее следуют перфокарты, включающие в себя входные данные, относящиеся каждый раз к одному витку.

I. D - день

2. M1 - месяц (целая величина)

3. Z1 - час

4. Z2 - минута

5. Z3 - секунда (со значащими разрядами после запятой)

6. A - большая полуось (в метрах)

7. E - эксцентриситет

8. I - угол наклона (в угловых градусах)

9.  $\phi G$  - долгота восходящего узла траектории (в угловых градусах)

10.  $\phi K$  - аргумент перигея (в угловых градусах)

II. s - баллистический коэффициент (в  $\text{м}^3/\text{кг} \cdot \text{сек}^2$ )

Эти II входных данных относятся к перелёту спутника через экватор с юга на север и за исключением M1 они являются действительными. Возможно каждое значение пробивать на отдельной перфокарте. Входные данные разделяются одним пробелом. Например:

25.07.00.04.58.149.6772458.65.0179725874.48.4403346.192.494239.223.431237.035

Номер вращения, период вращения и изменение периода вращения задавать не нужно. Если расчёт должен быть проведен для нескольких витков (которые не обязательно должны следовать друг за другом), то следует сложить друг за другом необходимое количество перфокарт с данными, как указано выше.



## 2.4 ПРОГРАММА ДЛЯ РАСЧЕТА ТРАЕКТОРИИ И ТАНГЕНЦИАЛЬНОЙ ВЫСОТЫ

```

'CODE': INTSTP, W, Q., 'BEGIN' 'REAL' PI, C3, C4, O, M, AE, AL, R, AO, A2, N, G1, G2, D, M2,
Z1, Z2, Z3, A, E, I, OG, OK, S, P, RA, VR, VU, X, F, F1, UT, TK, T, OM, OP, SO, B, LQ, ES, PQ, LS,
EP, Z4, Z5, AS, DS, XS, YS, ZS, XT, YT, ZT, RT, HT, K, RK, H, R1, Z, L, R1T, BT, LT, AH.,
'INTEGER' J, G, M1., 'ARRAY' YA, Y (/1:6/), H1, A1, C1, C2 (/1:5/),
PI:=3.14159265359., C3:=PI/64803., C4:=PI/180.,
O:=7.292115750-5., M:=3.986013014.,
AE:=6378140., AL:=1/298.25., R:=637103., AO:=62564950., A2:=-67886.473.,
H1 (/1/):=05., H1 (/2/):=1.505., H1 (/3/):=305., H1 (/4/):=605., H1 (/5/):=905.,
A1 (/2/):=2.1730-10., A1 (/3/):=4.8610-12., A1 (/4/):=8.9040-14.,
A1 (/5/):=6.4970-15., C1 (/2/):=8.0040-11., C1 (/3/):=7.1110-12.,
C1 (/4/):=1.8310-12., C1 (/5/):=0., C2 (/2/):=3.7340-5.,
C2 (/3/):=1.5470-5., C2 (/4/):=9.2750-6., C2 (/5/):=9.5400-6.,
READ (N, G, G1, G2),
'FOR' J:=1 'STEP' 1 'UNTIL' G'DO' 'BEGIN'
READ (D, M1, Z1, Z2, Z3, A, E, I, OG, OK, S), I:=I*C4., OG:=OG*C4., OK:=OK*C4.,
P:=A*(1-E*E), RA:=P/(1+E*COS(OK)),
VR:=-SQRT(M/P)*E*SIN(OK), VU:=SQRT(M)*SQRT(P)/RA.,
YA (/1/):=RA*COS(OG), YA (/2/):=RA*SIN(OG), Y (/3/):=0.,
YA (/4/):=VR*COS(OG)-VU*SIN(OG) COS(I),
YA (/5/):=VR*SIN(OG)+VU*COS(OG) COS(I), Y (/6/):=VU*SIN(I),
'IF' M1'EQ' 1 'THEN' M2:= 0 'ELSE' 'IF' M1'EQ' 2 'THEN' M2:= 31 'ELSE'
'IF' M1'EQ' 3 'THEN' M2:= 59 'ELSE' 'IF' M1'EQ' 4 'THEN' M2:= 90 'ELSE'
'IF' M1'EQ' 5 'THEN' M2:= 120 'ELSE' 'IF' M1'EQ' 6 'THEN' M2:= 151 'ELSE'
'IF' M1'EQ' 7 'THEN' M2:= 181 'ELSE' 'IF' M1'EQ' 8 'THEN' M2:= 212 'ELSE'
'IF' M1'EQ' 9 'THEN' M2:= 243 'ELSE' 'IF' M1'EQ' 10 'THEN' M2:= 273 'ELSE'
'IF' M1'EQ' 11 'THEN' M2:= 304 'ELSE' 'IF' M1'EQ' 12 'THEN' M2:= 334.,
'IF' N/4-ENTIER(N/4)'LT'.1 'AND' M2'GT'40 'THEN' M2:=M2+1.,
X:=3600*Z1+60*Z2+Z3., F:=X+5580., F1:=X+03., UT:=X-10800., TK:=M2+D.,
T:=(365*N+ENTIER((N-1)/4)-.5+TK)/36525.,
OM:=(933059.79-6962911.23*T+7.48*T*T+T**3*80-3)*C3., DP:=-17.23*SIN(OM),
SO:=(23925.836+8640184.542*T+.0929*T*T+.061164*DP)*15*C3., B:=SO+O*UT.,
Y (/1/):=COS(B)*YA (/1/)+SIN(B)*YA (/2/),
Y (/2/):=COS(B)*YA (/2/)-SIN(B)*YA (/1/),
Y (/4/):=COS(B)*YA (/4/)+SIN(B)*YA (/5/)+O*Y (/2/),
Y (/5/):=COS(B)*YA (/5/)-SIN(B)*YA (/4/)-O*Y (/1/),
'PRINT' ' ' (13H1 MOSK.ZEIT6X1HH8X1HB8X1HL7X2HHT8X2HBT7X2HLT5.O, 1H.12,
1H.F2.O)' ', D, M1, N., Q(R, AO, A2, O, AL, AE, S, H1, A1, C1, C2),
C:TK:=M2+D-UT/86400., T:=(365*N+ENTIER((N-1)/4)-.5+TK)/36525.,
LQ:=(1006908.04+129602768.13*T+1.089*T*T)*C3.,
ES:=-.01675104-4.180-5*T-1.260-7*T*T.,
PQ:=(1012395+6189.03*T+1.63*T*T+.012*T**3)*C3.,
LS:=LQ+2*ES*SIN(LQ-PQ)+1.25*ES**2*SIN(2*(LQ-PQ)),
OM:=(933059.79-6962911.23*T+7.48*T*T+T**3*80-3)*C3.,
EP:=(84428.26-46.845*T-.0059*T*T+.00181*T**3+9.21*COS(OM))*C3.,
DP:=-17.23*SIN(OM), Z1:=SIN(LS), Z2:=COS(LS), Z3:=SIN(EP), Z4:=COS(EP),
AS:=ARCTAN(Z1*Z4/Z2)+('IF' Z2'LT'0 'THEN' PI 'ELSE' 0)+( .91746 DP-20.496)*C3.,
Z5:=COS(AS),
DS:=ARCTAN(Z1*Z3/SQRT(Z2**2+(Z1*Z4)**2))-20.496*Z3*Z5*C3., Z1:=SIN(AS),
Z2:=COS(DS), B:=SO+O*UT., Z3:=SIN(B), Z4:=COS(B),
XS:=Z1*Z2*Z3+Z5*Z2*Z4., YS:=Z1*Z2*Z4-Z5*Z2*Z3., Z5:=SIN(DS),

```

```

Z:=Y(/1/)*XS+Y(/2/)*YS+Y(/3/)*ZS.,
XT:=Y(/1/)-Z*XS.,YT:=Y(/2/)-Z*YS.,ZT:= Y(/3/)-Z*ZS.,
RT:=SQRT(XT**2+YT**2+ZT**2) .,HT:=(RT-AE*(1-AL*ZT**2/RT**2))*Q-3.,
' IF'HT'GT'G1'AND'HT'LT'G2+50'AND'Z'LT'O'AND'AH-HT'GT'O'THEN''BEGIN'
K:=1.,' IF'HT'LT'G2'THEN''BEGIN'
RK:=SQRT(Y(/1/)**2+Y(/2/)**2+Y(/3/)**2) .,
H:=(RK-AE*(1-AL*(Y(/3/)/RK)**2))*Q-3.,R1:=SQRT(Y(/1/)**2+Y(/2/)**2 .,
Z:=Y(/3/)/SQRT(((1-AL)**2*R1)**2+Y(/3/)**2) .,
B:=ARCTAN(Z/SQRT(1-Z*Z))/C4.,
L:=(ARCTAN(Y(/2/)/Y(/1/))+' IF'Y(/1/)'LT'O'THEN'PI'ELSE'' IF'Y(/2/)'LT'O'
'THEN'2 PI'ELSE'O))/C4.,
R1T:=SQRT(XT**2+YT**2) .,
Z:=ZT/SQRT(((1-AL)**2*R1T)**2+ZT**2) .,BT:=ARCTAN(Z/SQRT(1-Z*Z))/C4.,
LT:=(ARCTAN(YT/XT)+(' IF'XT'LT'O'THEN'PI'ELSE'' IF'YT'LT'O'THEN'2 PI'ELSE'
O))/C4.,
Z1:=ENTIER(X/3600) .,Z:=X-3600*Z1.,Z2:=ENTIER(Z/60) .,Z3:=Z-60*Z2.,
'PRINT'' '(F4.0,F3.0,F7.3; ,6F9.3)'' ,Z1,Z2,Z3,H,B,L,HT,BT,LT,
'END''END''ELSE'
' IF'HT'GT'G1-10'AND'HT'LT'G1'AND'Z'LT'O'AND'AH-HT'GT'O'AND'X'GT'F1'THEN'
'GOTO'V'ELSE'K:=30.,
AH:=HT.,INTSTP(6,K,X,Y,W) .,UT:=UT+K.,' IF'X'LT'F'THEN''GOTO'C.,
V:'END''END''EOP'

```

```

SUBROUTINE Q(RA,AOA,A2A,OA,ALA,AEA,SA,H1A,A1A,C1A,C2A)
COMMON // R,AO,A2,O,AL,AE,S,H1(3),A1(3),C1(3),C2(3)
DIMENSION H1A(3),A1A(3),C1A(3),C2A(3)
R=RA

```

```
AO=AOA
```

```
A2=A2A
```

```
O=OA
```

```
AL=ALA
```

```
AE=AEA
```

```
S=SA
```

```
DO 3 N=1,3
```

```
H1(N)=H1A(N)
```

```
A1(N)=A1A(N)
```

```
C1(N)=C1A(N)
```

```
3 C2(N)=C2A(N)
```

```
END
```

```
SUBROUTINE W(X,Y,F)
```

```
COMMON // R,AO,A2,O,AL,AE,S,H1(3),A1(3),C1(3),C2(3)
```

```
DIMENSION Y(6),F(6)
```

```
RK:=SQRT(Y(1)**2+Y(2)**2+Y(3)**2)
```

```
H=RK-AE*(1-AL*(Y(3)/RK)**2)
```

```
I=4
```

```
1 I=I-1
```

```
IF(H-H1(I))1,2,2
```

```
2 RH=A1(I)*EXP(C1(I)*(H-H1(I))**2-C2(I)*(H-H1(I)))
```

```
V=SQRT(Y(4)**2+Y(5)**2+Y(6)**2)
```

```
B=(R/RK**2)/RK
```

```

C=(1.5*A2)*(R/RK)**2
D=3*(Y(3)/RK)**2
A=B*(A0+C*(D-1))
F(1)=Y(4)
F(2)=Y(5)
F(3)=Y(6)
F(4)=(O*O-A)*Y(1)+2*O*Y(5)-S*RH*V*Y(4)
F(5)=(O*O-A)*Y(2)-2*O*Y(4)-S*RH*V*Y(5)
F(6)=(2*B*C-A)*Y(3)-S*RH*V*Y(6)
END

```

### 3.5 ПРОГРАММА ДЛЯ РАСЧЕТА ПЛОТНОСТИ ОЗОНА

```

1, 'BEGIN' 'INTEGER' H,J,K,L,,
2, J:=7.,K:=15.,
3, 'BEGIN' 'REAL' DH,S,T,SE,SIO,I2.,
4, 'ARRAY' SI,I,IO,E(/1:J/),IT,H1,N(/1:K/),W(/1:K,1:K/),
5, DH:=3$5.,H1(/1/):=6474$5.,
6, READ SI,I,E,IT.,
7, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' J 'DO' IO(/L/):=I(/L/),
8, S:=0.,
9, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' J 'DO' S:=S+I(/L/),
10, SIO:=S.,
11, 'FOR' H:=2 'STEP' 1 'UNTIL' K 'DO' 'BEGIN'
12, S:=0.,T:=0.,
13, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' J 'DO' 'BEGIN'
14, S:=S+SI(/L/)*E(/L/)*I(/L/),
15, T:=T+E(/L/)*I(/L/)'END',
16, SE:=S/T.,
17, H1(/H/):=H1(/H-1/)-DH.,
18, S:=0.,
19, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' H-1 'DO' 'BEGIN'
20, T:=SQRT(H1(/H-L/)**2-H1(/H/)**2),
21, W(/L,H-L/):=2*(T-S),
22, S:=T 'END',
23, S:=0.,
24, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' H-2 'DO' SI=S+N(/H-L/)*W(/L+1,H-L-1/),
25, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' J 'DO' I(/L/):=IO(/L/)*EXP(-SI(/L/)*S),
26, S:=0.,
27, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' J 'DO' S:=S+I(/L/),
28, I2:=IT(/1/)*S/SIO.,
29, N(/H/):=LN(I2/IT(/H/))/(SE*W(/1,H-1/)),
30, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' J 'DO'
31, I(/L/):=I(/L/)*EXP(-SI(/L/)*N(/H/)*W(/1,H-1/)),
32, PRINT(SE,IT(/H/),I2,N(/H/),H1(/H/)-6371$5+DH/2,I),
33, 'FOR' L:=1 'STEP' 1 'UNTIL' H-1 'DO' PRINT(W(/L,H-L/)),
34, PRINT(NEWLINE)
35, 'END' 'END' 'END' 'EOP'

```



### 3. РАСЧЁТ ПЛОТНОСТИ ОЗОНА

#### 3.1 ЭФФЕКТИВНАЯ ПЛОЩАДЬ ПОГЛОЩЕНИЯ

В целях обработки общий диапазон чувствительности спектрофотометра в пределах от 2532 до 2740 Å подразделён на интервалы одинаковой ширины. Считается целесообразным определить эффективную площадь поглощения. Так как солнечная интенсивность излучения при уменьшении высоты в каждом из этих интервалов поглощается с различной силой, форма поступающего на измерительный прибор спектра излучения зависит от высоты. По этой причине используемая для расчёта эффективная площадь поглощения, строго говоря, не представляет собой постоянную, а слегка изменяется в зависимости от высоты. Её можно рассчитать по следующему уравнению:

$$\sigma_E(h) = \frac{\int_{\lambda=2532 \text{ Å}}^{\lambda=2740 \text{ Å}} \sigma(\lambda) \eta(\lambda) I(\lambda, h) d\lambda}{\int_{\lambda=2532 \text{ Å}}^{\lambda=2740 \text{ Å}} \eta(\lambda) I(\lambda, h) d\lambda}$$

где означают:

$h$  = высота над поверхностью Земли

$\sigma_E(h)$  = эффективная площадь сечения поглощения на высоте  $h$

$\lambda$  = длина волны

$\sigma(\lambda)$  = площадь поглощения озона при длине волны  $\lambda$  (см. рис. 3)

$\eta(\lambda)$  = спектральная чувствительность кварцевого ультрафиолетового фотометра (рис. I)

$I(\lambda, h)$  = интенсивность излучения длины волны  $\lambda$  на высоте  $h$

Интенсивности в интервалах с большой площадью поглощения сильно поглощаются, так что они на низких высотах имеют меньше влияния. Это приводит к тому, что значение эффективной площади поглощения при уменьшении высоты монотонно будет падать, и никогда не будет возрастать.

## 3.2. ИТЕРАЦИОННЫЙ МЕТОД

Для расчёта профиля плотности молекул озона был использован следующий метод приближения итерационного характера. Атмосфера была подразделена на тонкие сферические слои постоянной толщины  $\Delta h$  и рассмотрен процесс поглощения солнечного излучения в этих тонких слоях. Процесс итерации начинается со слоя, где впервые появляется поглощение. Прежде всего по вышеуказанному уравнению рассчитывается эффективная площадь поглощения на верхней границе слоя, т.е. до появления поглощения. Затем определяется средняя плотность, характерная для особого слоя с учётом пути прохождения  $w_{1,1}$  (см. рис.4). С этой целью применяется закон Бэра-Ламберта, который после подстановки  $n$  имеет следующий вид:

$$n_{O_3} \left( h - \frac{\Delta h}{2} \right) = \frac{-\ln \frac{I_T(h - \Delta h)}{I_2(h)}}{\sigma_E(h) w_{1,h-1}}$$

где

$n_{O_3}(h)$  = плотность молекул озона на высоте  $h$

$I_T(h)$  = измеренная интенсивность солнечного излучения в области спектра от 2532 до 2740 Å на высоте  $h$

$I_2(h)$  = значение интенсивности в начале последнего пути прохождения (см. рис. 4)

$w_{1,h-1}$  = особый путь прохождения (см. рис. 4)

Наконец с помощью рассчитанной плотности для каждого интервала длины волны определяется по закону Бэра-Ламберта интенсивность, остающаяся после прохождения особого слоя:

$$I(\lambda, h - \Delta h) = I(\lambda, h) \exp \left[ -\sigma(\lambda) n(h - \frac{\Delta h}{2}) w_{1,h-1} \right]$$

Из этих интенсивностей  $I(\lambda, h - \Delta h)$  в начале второго шага итерации рассчитывается новая эффективная площадь поглощения (строки программы I2-I6). Потом определяются пути прохождения

$w_{1,2}$  и  $w_{2,2}$  (строки программы I8 - 22 ).

Затем рассчитывается  $\sum_{l=1}^{h-2} n(h-l) w_{l+1,h-l-1}$  (строки

программы 23 - 24). На втором шагу итерации это выражение состоит лишь из I-го слагаемого. По закону Бэра-Ламберта тогда получаются интенсивности для каждого спектрального интервала (строки программы 25). Затем суммируется по всем спектральным интервалам (строки программы 26 - 27). Строка программы 28, наконец, позволяет определить имеющееся в начале последнего пути прохождения  $w_{l,h-1}$  значение интенсивности. Это значение входит в формулу расчёта плотности, по которой рассчитывается плотность молекул озона для следующего слоя (на первом шаге итерации для второго слоя) (см. строка программы 29 ).

Затем для каждого интервала производится расчёт существующей интенсивности после прохождения особого слоя (строки программы 30 - 31 ) и т. д.

Итерация закончена после обработки последнего измеренного значения  $I_T$ . Результатом является профиль плотности по высоте.

### 3.3 ПЕРЕЧЕНЬ ВСТРЕЧАЮЩИХСЯ В ПРОГРАММЕ РАСЧЁТА ПЛОТНОСТИ ВЕЛИЧИН

- H - переменная для расчёта высоты
- J - число интервалов длин волн
- K - количество измеренных значений, использованных для расчёта плотности
- L - переменная (напр. для номера интервала)
- DN - толщина слоя
- S - вспомогательная величина
- T - " "
- SE - эффективное сечение поглощения озона
- s10 - сумма всех значений  $I_0$
- l2 - остающаяся интенсивность до последнего пути прохождения (см. рис. 4)
- SI(L)- сечение поглощения озона в зависимости от длины волн (см. рис. 3)
- I(L)- интенсивность в зависимости от длины волн



$I_0(L)$  – солнечная интенсивность без поглощения (вне атмосферы Земли ) в зависимости от длины волн

$E(L)$  – чувствительность кварцевого ультрафиолетового фотометра в зависимости от длины волн (см. рис. I)

$I_T(H)$  – измеренная интенсивность в зависимости от высоты

$H_1(H)$  – высота (считая с центра Земли)

$N(H)$  – плотность молекул озона в зависимости от высоты

$W$  – путь прохождения

### 3.4. ВВОД ДАННЫХ

В программе устанавливаются следующие численные значения:

1.  $J$  – число интервалов (2-ая строка программы)
2.  $K$  – количество измеренных данных (2-ая строка программы)
3.  $DN$  – толщина слоя (5-ая строка программы, указываемая в см)
4.  $H_1(1)$  – высота первого измеренного значения (5-ая строка программы, указываемая в см, считая от центра Земли)

На перфокартах пробиваются следующие входные данные:

1. значения  $SI$  ( $J$  – данных, в  $10^{-10}$  см<sup>2</sup>, ограничение в соответствии с допустимым интервалом изменения чисел в ВМ)
2. значения  $I_0$  ( $J$  – данных, безразмерно)
3. значения  $E$  ( $J$  – данных, безразмерно)
4. значения  $I_T$  ( $K$  – данных, безразмерно)

(Гл.3.5. см. на стр.292)

## 4. КОРРЕКЦИЯ КОНЕЧНОГО РАСШИРЕНИЯ СОЛНЦА

### 4.1. ЦЕЛЬ И МЕТОД КОРРЕКЦИИ

Профиль плотности озона, рассчитанный по вышеуказанной программе действителен только в случае, если источник излучения является точечным. Однако, в действительности Солнце имеет расширение, примерно  $0,5^\circ$ , и детектор регистрирует свет, интегрируемый по конусу этого угла раствора.

Теперь задача состоит в том, исправить измеренные значения интенсивности, т.е. найти такие значения, которые были бы измерены при наличии точечного источника излучения. Измеренное значение при источнике излучения с конечным расширением получается в виде интеграла по измеренным данным при точечном источнике излучения. Конечно, каждое из этих измеренных значений должно быть умножено до этого на ширину соответств. шайбы диска Солнца.

Разность тангенциальных высот между верхним и нижним краем Солнца составляет при высотах полёта спутников прим. 500 км при тангенциальных высотах для измерений в кварцевом ультрафиолетовом диапазоне около 22 км. Интегрирование должно распространяться на эту длину.

#### 4.2. ИЗМЕНЕНИЕ ИНТЕНСИВНОСТИ В ЗАВИСИМОСТИ ОТ ВЫСОТЫ

Сначала следует рассчитать, по какому закону изменяются интенсивности в зависимости от высоты, если локальная плотность изменяется в определённой зависимости от высоты. Предполагаем линейное изменение шкалы высот  $H$  плотности (на постоянный градиент  $\beta$ ) по

$$H(h') = H(h) + \beta(h' - h),$$

где  $h'$  представляет собой некоторую переменную высоту по  $h$ . Шкала высот  $H(h)$  определяется как следует

$$H(h) = \frac{-n(h)}{\frac{dn(h)}{dh}}$$

Объединение обоих уравнений приводит к линейному дифференциальному уравнению первого порядка;

$$\frac{dn(h')}{dh'} + \frac{1}{H(h')} n(h') = 0$$

с решением

$$n(h') = n(h) \left( 1 + \frac{h' - h}{H(h)} \right)^{-\frac{1}{\beta}}$$

Из объединения локальной плотности  $n(h)$  с плотностью

столба  $N(h)$  получается:

$$N(h') = N(h) \left( 1 + \frac{(h' - h)}{H(h)} \right)^{-\frac{1}{\beta} + \frac{1}{2}}$$

Наконец, после применения закона Бэра-Ламберта получается:

$$\begin{aligned} \left( \frac{I(h')}{I_0} \right)_p &= e^{-\sigma N(h')} = e^{-\sigma N(h) \left( 1 + \frac{(h' - h)}{H(h)} \right)^{-\frac{1}{\beta} + \frac{1}{2}}} \\ &= \left( e^{-\sigma N(h)} \right) \left( 1 + \frac{(h' - h)}{H(h)} \right)^{-\frac{1}{\beta} + \frac{1}{2}} \\ &= \left( \frac{I(h)}{I_0} \right)_p \left( 1 + \frac{(h' - h)}{H(h)} \right)^{-\frac{1}{\beta} + \frac{1}{2}} \end{aligned}$$

#### 4.3. ПРАКТИЧЕСКОЕ ПРОВЕДЕНИЕ КОРРЕКЦИИ

Таким образом известно, по какому правилу изменяется солнечная интенсивность в зависимости от высоты. Для достижения коррекции конечного расширения Солнца необходимо интегрирование по диску Солнца (практически путём суммирования по узким шайбам диска Солнца):

$$\left( \frac{I(h)}{I_0} \right)_{sch} = \frac{2}{\pi r^2} \int_{-r}^r \sqrt{r^2 - (h' - h)^2} \left( \frac{I(h)}{I_0} \right)_p \left( 1 + \frac{(h' - h)}{H(h)} \right)^{-\frac{1}{\beta} + \frac{1}{2}} d(h' - h)$$

Теперь из каждого измеренного значения  $\left( \frac{I(h)}{I_0} \right)_{sch}$  выводится исправленное измеренное значение  $\left( \frac{I(h)}{I_0} \right)_p$  что возможно однозначно. При этом  $\left( \frac{I(h)}{I_0} \right)_p$  нужно изменить, пока уравнение не выполнено.

Принимать во внимание, что для каждой высоты  $(h)$  используются специальная шкала высот  $H(h)$  и специальный градиент шкалы высот  $\beta$ . Эти значения определяются до этого из профиля плотности озона.

Таким образом получается исправленный профиль измеренных значений (профиль интенсивности), который заново включается в виде входного комплекта в программу расчёта плотности. В



качестве результата появляется исправленный профиль плотности, по какому выводятся исправленные шкалы высот и градиенты шкалы высот. Тогда коррекция конечного расширения Солнца может повторяться и т. д.

Цикл является законченным, если профиль плотности практически не изменяется. Обычно это поступает после 2-х/3-х циклов.

Рис. 5 является примером профиля плотности озона без и после коррекции конечного расширения Солнца.

На рис. 6 видна геодезическая широта измеренных точек в зависимости от номера витка.

В противоположность наземным измерениям Добсона, с помощью которых может быть определен только общий озон, спутники позволяют измерить высотные профили озона (в диапазоне высот, которого не достигается радиозондами). Этим становится возможным наблюдать вариации плотности озона в определенных высотах. Путем данных измерений со спутника получаются профили различных областей Земли. Наблюдение озоносферы оказывается особенно важным, так как проблематика относительно озона все больше приобретает значение.

Уже минимальное изменение плотности озона оказывает большое влияние на биологические и климатические условия на Земле.

#### Л и т е р а т у р а

- {1} Rawcliffe, R.D., Meloy, G.E., Friedman, R.M., Rogers, E.H.:  
1963, *Journ. Geophys. Res.* 68, 6425.
- {2} Lippert, W., Martini, L., Sonnemann, G., Trinkkeller, B.:  
1976, *Joint Symposium on Atmospheric Ozone, Dresden in press.*
- {3} Основы теории полета космических аппаратов, Москва, 1972.
- {4} Эльясберг, П.Е., Кугаенко, Б.В., Сеницын, В.М.: 1972,  
Алгоритмы расчета навигационной информации о положении спутника  
(ИКИ, Москва)
- {5} Эльясберг, П.Е., Кугаенко, Б.В., Сеницын, В.М., Соколов, В.Е.: 1972,  
Алгоритмы расчета ориентации спутника значения гравитационных  
постоянных (ИКИ, Москва)

- {6} FORTRAN-Programmbibliothek für die BESM-6, Zentrum für  
Rechentechnik der AdW, Berlin 1973.
- {7} Inn, E.C.Y., Tanaka, Y.: 1953, *Journ. Opt.Soc. Am.* 43, 870.
- {8} Heath, D.F.: 1973, *Journ. Geophys. Res.* 78, 2779.
- {9} Ackerman, M.: 1971, in Fiocco, ed., *Mesospheric models and  
related experiments* (Reidel, Dordrecht) 149.
- {10} Park, J.H., London, J.: 1974, *Journ. Atmosph. Sci.* 31, 1898.
- {11} May, B.R.: 1971, *Planet. Space Sci.* 19, 27.

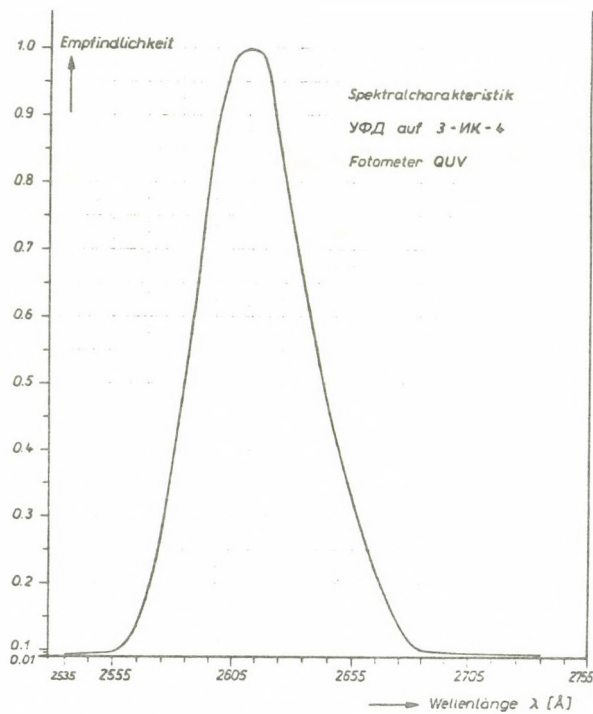


Рис. 1. Спектральная чувствительность кварцевого ультрафиолетового фотометра.

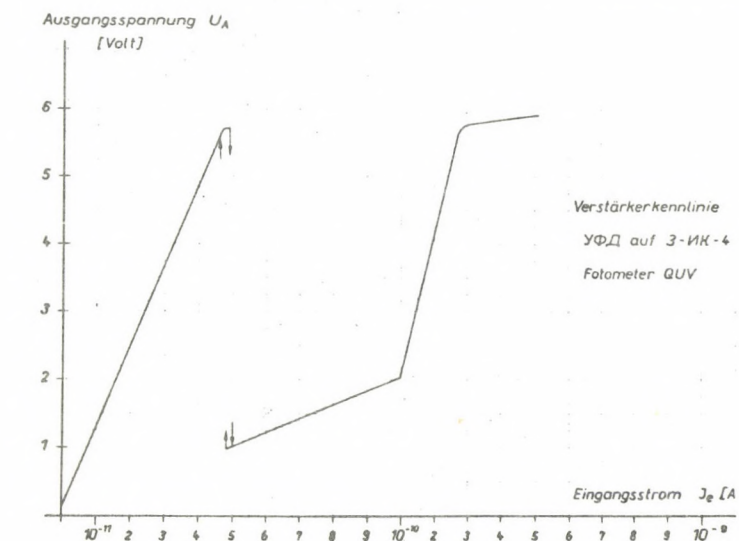


Рис.2.

Характеристика  
усилителя.

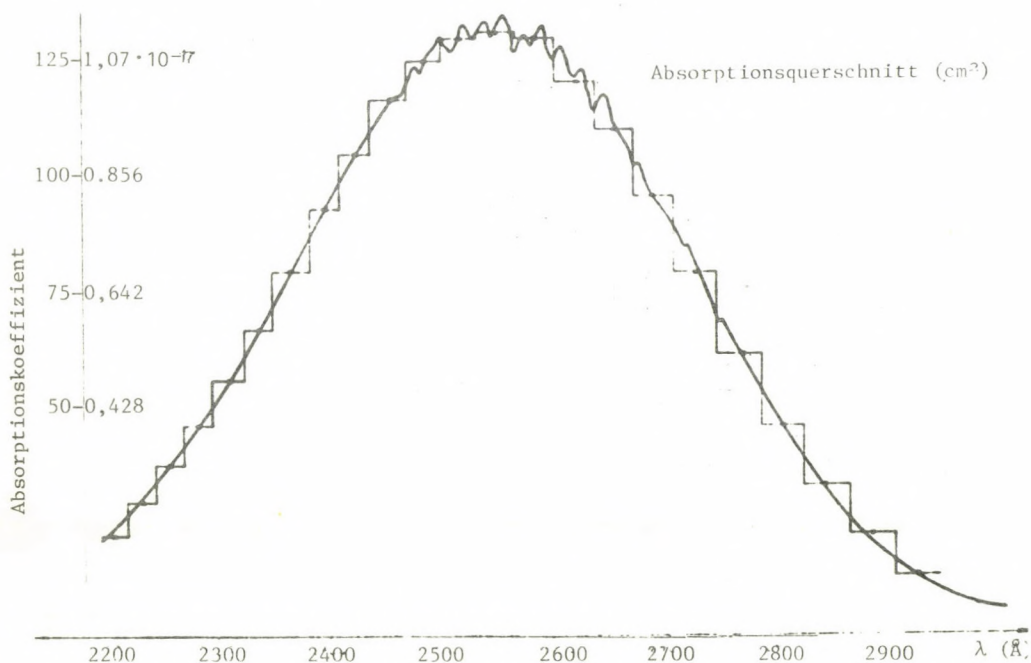


Рис.3. Сечение поглощения озона в зависимости от длины волны.



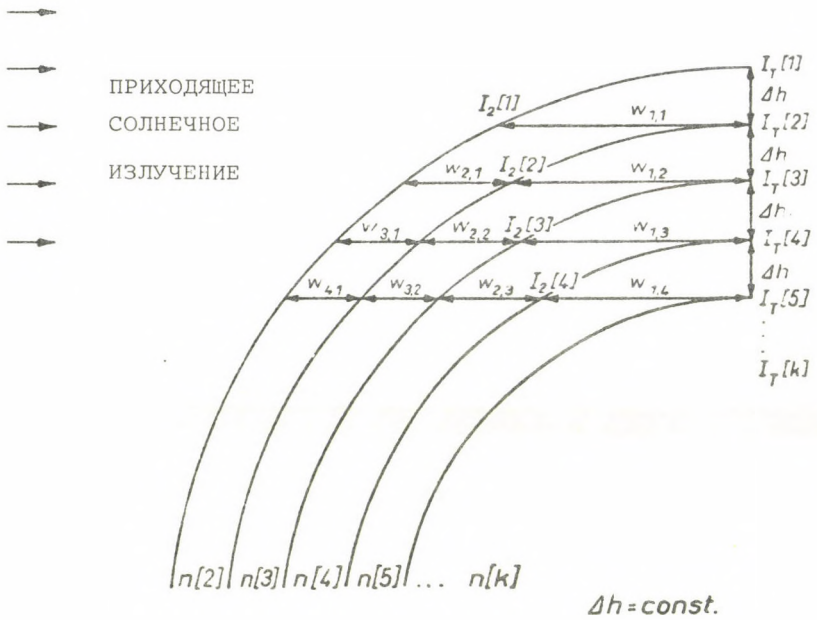
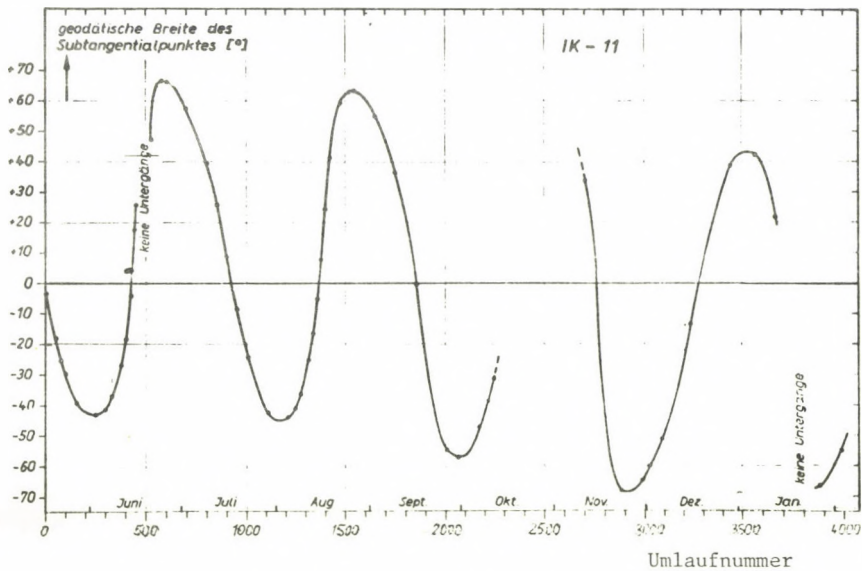
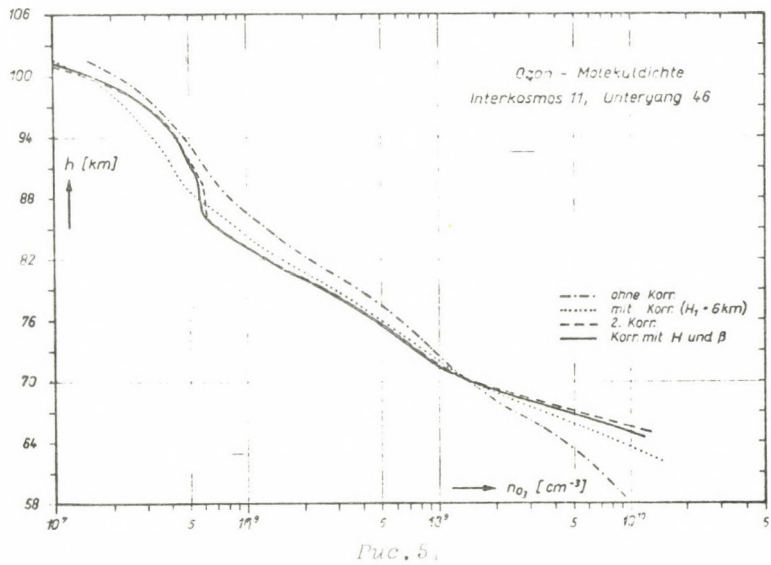


Рис. 4. Геометрия итерационного метода для расчёта плотности.

Рис. 5. Профиль плотности озона без и после коррекции конечного расширения Солнца (виток 46)

Рис. 6. Геодезическая широта измеренных точек в зависимости от номера витка.







ИТОГИ ИССЛЕДОВАНИЙ ФИЗИКА СОЛНЦА  
В РАМКАХ ПРОГРАММЫ "ИНТЕРКОСМОС"

В г. Дебрецене (Венгрия) состоялся симпозиум, посвященный новым результатам исследований физики Солнца в рамках программ "Интеркосмос" и КАПГ. В ходе симпозиума были также подведены основные итоги солнечных исследований, полученные в течение 10 лет осуществления программы "Интеркосмос" и сформулированы их главные результаты.

В симпозиуме приняло участие 33 ученых из ГДР, ПНР, СРР, СССР, ЧССР и ВНР, список которых приведен в приложении.

Ниже приведены основные результаты исследований.

\* \* \*

ГДР

Впервые в глобальном масштабе получены высокоточные распределения озона в дневной мезосфере и нижней термосфере (наблюдения УФ-заходов спутников "ИК-11" и "ИК-16", Институт Электроники АН ГДР (ИЭ АН ГДР), 1974-1976 г.г.).

При исследовании поглощения солнечной линии Лайман-альфа обнаружена ее избыточная абсорбция в зимней нижней термосфере. Установлено, что обнаруженный эффект связан с существованием второго (помимо молекулярного кислорода) поглощающего агента в атмосфере, по-видимому, водяного пара, концентрация которого в рассматриваемых случаях на два порядка превышает принятые ранее величины. (Наблюдения в линии Лайман-альфа и полосе Шумана-Рунге были выполнены на спутниках "ИК-7", "ИК-11", "ИК-16"

в ИЭ АН ГДР в течение 1972-1976 гг.)

Обнаружены колебания плотности молекулярного кислорода на высоте 110 км., интерпретируемые как обусловленные сезонными изменениями плотности атмосферы. (Наблюдения в линии Лайман-альфа на спутниках "ИК-7", "ИК-11", "ИК-16" ИЭ АН ГДР, 1970-1976 гг.)

Разработан усовершенствованный метод измерения абсолютного потока в полосе Шумана-Рунге и линии Лайман-альфа (ракеты "Вертикаль-1", "Вертикаль-2", "Вертикаль-3" и "Вертикаль-4") ИЭ АН ГДР 1970-1976 гг.

Полученные данные о величинах потока от Солнца необходимы при исследовании энергетического баланса термосферы и мезосферы.

В наземных комплексных исследованиях активных явлений во время полетов спутников "Интеркосмос-7" и "Интеркосмос-11" получены важные данные по радиовсплескам, структуре и динамике развития фотосферных магнитных полей (наблюдения цепи магнитонрафов КАПГ). Важные результаты получены при теоретической экстраполяции фотосферного магнитного поля в хромосферу и корону (на примере августовской группы 1972 г.).

#### ПНР

Выполнены систематические исследования по диагностике физических условий в активных областях солнечной короны по рентгеновским спектрам. Развита теоретические модели активных областей в условиях различной солнечной активности.

Обнаружены значительные флуктуации содержания высокотемпературной плазмы в этих областях в течение характерного времени порядка нескольких часов ("Вертикаль-1", "Вертикаль-2", "ИК-7", Астрономический Институт Вроцлавского Университета и Центр Космических Исследований АН ПНР).

Обнаружено, что в области излучения мягких рентгеновских вспышек часто имеет место максимум в температурном распределении излучающей плазмы солнечной короны при температурах порядка  $6 - 10 \times 10^6 \text{ К}$  ("ИК-7").

В результате теоретического анализа рентгеновских данных

получена интерпретация этих физических явлений, в частности были обнаружены эффекты нестационарности в области высокотемпературной плазмы солнечной вспышки по данным мягких рентгеновских спектров ("ИК-7").

### СССР

На протяжении 11-летнего цикла солнечной активности всесторонне исследовано излучение спокойного Солнца в рентгеновском диапазоне 1-100 А.

Измерен абсолютный поток рентгеновского излучения, его вариация и спектральный состав при различных уровнях солнечной активности. Изучены локализация, структура, динамика и спектры рентгеновски активных областей короны.

Получены новые данные о физических параметрах и химическом составе короны. Обнаружена зависимость температуры невозмущенной короны от фазы 11-летнего солнечного цикла, установлено, что на фазе максимума температура достигает 1.6 - 1.8 млн.град. Показано, что температура перманентных конденсаций часто достигает 5-6 млн.град.; обнаружены также более горячие спорадические конденсации с температурой до 10 млн.град. Определены обилия ряды химических элементов в короне.

Детально исследовано рентгеновское излучение солнечных вспышек в диапазоне 0.1-20 А. Изучена динамика изменений потока в различных длинах волн. Исследована пространственная структура и динамика развития области рентгеновской вспышки. Обнаружена ее волокнистая структура. Получены с уникальным разрешением линейчатые спектры наиболее "горячих" водородо- и гелиоподобных ионов железа. Исследованы контуры рентгеновских линий.

Обнаружена и исследована поляризация рентгеновского излучения вспышек.

Показано, что на начальной фазе мощных вспышек доминирующую роль играют пучки ускоренных электронов. Электроны инжектируются в область вспышки на протяжении значительной части ее импульсной части и вызывают генерацию нетепловой компоненты излучения, а также нагрев вещества.



Определены электронная и ионная температуры в ядре вспышки. Определены характерные размеры рентгеновского ядра вспышки и его высота над фотосферой, а также скорости движения вспышечной плазмы.

Обнаружены и исследованы "спутниковые" рентгеновские линии многозарядных ионов, возбуждаемые при диэлектронной рекомбинации. Обнаружены случаи инжекции ускоренных электронов в излучающую область также на поздних стадиях развития вспышки (Физический Институт АН СССР, "ИК-1", "ИК-4", "ИК-7", "ИК-11" и "ИК-16").

### ЧССР

Исследовано запаздывание ионосферной реакции при рентгеновских всплесках. Проведено сравнение рентгеновских данных, полученных в СССР и ЧССР с целью определения точности измерений ("ИК-1", Астрономический Институт АН ЧССР (АИ АН ЧССР)).

Измерено рентгеновское излучение субвсплесков, которые удалось отождествить с "яркими точками", наблюдаемыми в хромосфере ("ИК-4", АИ АН ЧССР).

Регистрация спектра рентгеновского излучения всплесков (например, 16 ноября 1970 г.) позволила более подробно оценить результаты поляризационных измерений, проведенных Физическим Институтом АН СССР на спутниках "Интеркосмос".

Данные измерений, выполненных на спутнике "ИК-7", обеспечили получение уникального материала о протонных вспышках в августе 1972 г. и позволили детально исследовать динамику всплесков 7 и 11 августа 1972 г.

Измерения, выполненные на спутниках "ИК-11" и "ИК-16" служат хорошим источником информации относительно излучения спокойного Солнца, рентгеновски активных областей и областей всплесков (1976 г.).

Интересные результаты были получены на спутнике "Прогноз", запущенном в ноябре 1976 г. Были получены подробные данные о развитии всплесков, которые могут служить основанием для систематического анализа вспышечных явлений.

Впервые использовался разработанный в ЧССР фотометр

оптического диапазона позволяющий измерять интенсивность излучения заходящего Солнца, что необходимо для изучения аэрозольных слоев в атмосфере Земли. ("ИК-1", "ИК-4", "ИК-7", "ИК-11", АИ АН ЧССР)

На основании систематического исследования солнечных фоновых магнитных полей, прежде всего во время существования больших геоактивных событий, обнаружено, что имеют место долгоживущие регулярные крупномасштабные структуры как в распределении этих полей, так и в хромосфере и короне (в зеленых лучах) на большей части солнечной поверхности. Максимальная фаза образования структур связана с возникновением протонных областей. Время жизни указанных структур более 1 года, что позволяет долгосрочное прогнозирование мощных протонных геоактивных процессов. Вышеуказанные данные были подтверждены результатами измерений, выполненных на спутниках "ИК-7", "ИК-11" во время существования протонных областей в августе 1972 и июле 1974 гг.

Показано, что вышеприведенные регулярные структуры в распределении солнечных крупномасштабных магнитных полей имеют место и в распределении межпланетного магнитного поля и в структуре солнечного ветра.

Комплексное изучение развития структуры магнитного поля фотосферы и хромосферы совместно с исследованиями временного хода рентгеновского излучения, выполненными на борту спутников серии "Интеркосмос", показали, что существует хорошая корреляция между временным ходом рентгеновского излучения и динамикой отдельных фаз развития магнитного поля, а также образованием морфологических структур в активной области. Полученные данные имеют большое значение для непосредственных прогнозов рентгеновской активности областей в короне.

Данные, полученные в экспериментах на спутниках "Интеркосмос" и ракетах "Вертикаль", позволили проверить существующие модели источника рентгеновского излучения вспышек. Было показано, что существуют тепловой и нетепловой механизм излучения.

ВНР

Были выполнены регулярные наземные наблюдения солнечной фотосферы во время полетов спутников серии "З-ИК". Были изучены собственные движения солнечных пятен. Основным результатом работы является определение закономерностей в собственных движениях пятен в период развития группы. Было показано, что образование больших ядер часто происходит в результате сближения и слияния малых пятен. Была обнаружена корреляция между движениями пятен и солнечными вспышками.

\* \* \*

Осуществление программы "Интеркосмос" способствовало развитию солнечных исследований в странах-участниках. Например в ПНР эти работы впервые позволили развить рентгеновские солнечные исследования, способствовали созданию специальной лаборатории в Астрономическом Институте (г. Вроцлав) для экспериментального и теоретического исследования солнечного рентгеновского излучения.

Важным аспектом исследований явилось осуществление в международном масштабе космических и наземных исследований, координированных в рамках программ "Интеркосмос" и КАПГ на основе ведущей роли Советского Союза в постановке и осуществлении космических экспериментов на спутниках и высотных ракетах.

\*

Участники симпозиума выразили свою глубокую благодарность совету "Интеркосмос" АН СССР за предоставленную возможность участвовать в проведении космических солнечных экспериментов, а также Венгерской Академии Наук за организацию симпозиума, предоставившего возможность творческого общения ученым социалистических стран, принимающих участие в бортовых и наземных солнечных исследованиях.

г. Дебрецен, 27 августа 1977 г.

Л. Мартини

ГДР

Е. Якимец

ПНР

И. Тиндо

СССР

В. Бумба

ЧССР

Л. Дежё

ВНР





Felelős kiadó: Dezső Loránt

8011374 MTA KESZ Soksorozító, Budapest, F. v.: dr. Héczey Lászlóné





